

면천체(EXTENDED OBJECTS)에 대한 긴 슬릿 분광관측 연구 LONG-SLIT SPECTROSCOPY FOR EXTENDED OBJECTS

성언창

한국천문연구원

EON-CHANG SUNG

Korea Astronomy Observatory: ecsung@kao.re.kr

Received Jul. 18, 2000; Accepted Aug. 7, 2000

ABSTRACT

We will discuss two-dimensional spectrophotometry including long-slit spectroscopy and narrow-band imaging. The basic principles, applications, and techniques of observations and data reduction of spectroscopy and spectrophotometry for extended objects are described. This discussion will focus on practical long-slit spectroscopy using a Cassegrain spectrograph attached with 2 or 4m class telescopes and on imaging spectrophotometry using narrow-band interference filter sets. We will discuss scientific applications.

Keywords: optical astronomy: spectroscopy - optical astronomy: data reduction

1. 서론

천문학자가 관측으로부터 궁극적으로 얻고자 하는 것은 대상 천체의 모든 부분에 대하여 파장에 따른 전자기파의 세기이다. 이러한 관측 천문학의 정점에 천체 분광학이 있다. 키르히호프에 의하여 시작된 분광학은 천체의 물리적 특성을 분석하는 방법으로 파장과 관계없이 천문학 전역에 걸쳐 아주 중요한 방법이다.

분광학은 17세기 뉴턴에 의하여 빛의 분산이 발견됨으로써 탄생하였다. 이후 200년이 지난 19세기 초에 윌라스톤과 프라운호퍼에 의하여 태양 빛에서 흡수선이 발견되고 키르히호프에 의하여 흡수선의 발생 원리가 물리적으로 설명됨으로써 천문학적 응용이 시작되었다. 한편 1842년 도플러 (Christian Doppler)와 1848년 피조에 의하여 광원의 상대적인 운동에 따른 파장의 이동이 알려져 19세기 후반 호이겐스와 드래퍼 (Huggins & Draper: Wagner, 1992)가 시리우스와 직녀성의 사진 건판 분광을 최초로 시도하였고, 킬러는 해밀톤 산에 있는 36인치 망원경을 이용하여 최초로 아르투르스, 알데바란, 베텔거스의 시선속도를 분광학적인 방법으로 측정하였다 (Petrie 1977). 19세기에는 사진 건판에 스펙트럼을 찍는 방식이 확립되었다.

19세기 말과 20세기 초에 물리학의 양자역학의 발달에 따른 원자 및 스펙트럼의 형성에 대한 분광학 이론과 격자, 분광기 등 관측 기기의 발달에 힘입어 20세기에는 분광 관측을 천체에 대한 물리적 특성을 분석하는 방법으로 널리 사용하게 되었다. 현대적 의미의 천체 물리학은 별의 스펙

트럼을 관측하여 파장에 따른 에너지 분포, 화학조성, 스펙트럼 선의 모양 등을 관측하여 이론적으로 예측된 값과 비교, 별의 물리적 특성을 추론하는 방법이 개발됨으로써 시작되었다. 한편, 은하의 연구에서 1920년대 초 린드브래드는 우리 은하의 구상성단에 대한 분광관측으로부터 도플러 효과에 의하여 우리 은하의 역학적 모델을 만듦으로써 천문학의 새로운 연구 방향을 이끌게 되었고, 허블이 분광관측을 이용하여 우주의 팽창을 증명함으로써 우주에 대한 천체 물리학적 연구를 가능케 하였다.

19세기부터 사용되었던 사진 건판은 20세기 전반기에 주로 사용되었으며, 20세기 중반부터 사진 건판보다 감도가 좋고, 입사된 빛에 선형으로 반응하는 광전증배관과 같은 감지기를 이용한 스캐너가 개발되기 시작하여, 1970년대에는 IDS (Image Dissector Scanner), IPCS (Image Photon Counting System)과 같은 고효율의 기기들이 개발되어 특히 외부은하의 분광관측 연구에 많은 발전을 가져왔다. 1980년 이후에는 현대적인 CCD를 이용한 분광기와 광섬유를 이용한 다천체 분광기, 그리즘 (투과 격자), 또는 미세 렌즈 (micro-lens)를 이용한 영상 분광기 등이 개발되어 별과 같은 점광원을 비롯하여 은하와 같이 각극기를 갖는 천체 등 아주 다양한 천체에 대한 고분해능 분광관측이 가능하게 되었다.

이와같이 19세기 후반과 20세기 초에 전통적인 관측천문학을 천체물리학으로 자리잡게 하였던 천체 분광학이 100년만인 20세기 후반 21세기 초 보현산천문대의 증분산 분광기에 이어 고분산 분광기의 완성을 눈앞에 두게 되어

우리나라 관측천문학에 새로운 전기를 마련하는 계기가 되고 있다. 우리나라의 분광관측 연구가 이제 시작됨에 따라 우리에게 생소할 수 있는 분광 관측에 대한 빠른 이해를 돕고, 정착시키며, 발전시키기 위하여 관측 천문학자 입장에서 그동안 천체에 대한 분광 관측 연구 결과를 종합하는 논의가 필요하다.

이 해설 논문 (review paper)에서는 분광관측 중 그 역사가 가장 오래되었으며 원리적으로 간단하고 각 크기를 갖는 면천체 (extended objects) 뿐만 아니라 점광원인 별과 같은 천체의 연구에 아직도 많이 이용되고 있는 긴 슬릿 분광관측 (long-slit spectroscopy)에 대하여 논의하고자 한다. 제 2 장에서는 분광 관측자를 위한 분광기의 원리 및 개념에 대하여 소개하고, 각 크기를 갖는 면천체 (extended objects)의 분광관측 연구에 많이 이용되는 긴 슬릿 분광과 간섭 필터를 이용한 분광측광, 현대의 이차원 분광에 대하여 요약 소개하고, 긴 슬릿 분광관측의 효율성, 장단점 따위에 대하여 논의하였다.

제 3 장에서는 가시광선과 근적외선 영역의 분광관측 연구와 관측에 필요한 분광기 조작법, 관측 방법, 관측에 유의할 점을 소개하였고, 제 4 장에서는 긴 슬릿 분광관측과 분광측광 영상 관측의 관측자료 처리 과정 및 주의점 따위의 기술적인 측면에 대하여 논의 하였다. 그리고 제 5 장에서는 분광관측 자료의 분석 및 오차 분석에 대하여 논의 하였다. 제 6 장에서는 긴 슬릿과 협대역 필터를 이용한 영상 분광측광법을 이용하여 연구하고 있는 천체나 연구 분야를 소개하고, 관측 자료에 대한 해석 등 학술적 측면에 대하여 소개하고 논의하였다. 한편 망원경의 크기에 따르는 분광 관측 연구 분야를 소개하고, 방출선이 나타나는 은하의 분광학적 특성에 대하여 논의하고, 긴 슬릿 분광관측을 이용한 은하의 회전속도 곡선 및 속도장, 속도 분산 등 역학적 특성과 화학조성, 중축합성법 따위를 간단히 소개하였다. 제 7 장에서는 보현산천문대 중분산 분광기를 이용한 분광 관측을 간단하게 소개하고 논의하였다.

2. 분광관측

2.1. 분광기의 원리와 구조

분광기의 구조 및 원리에 대하여는 Wagner (1992), Kitchin (1995)에 자세히 소개되어 있다. 이 논문에서는 실제 관측에 필요한 관측 인자에 대한 개념적인 설명에 중점을 두고자 한다. 특히 긴 슬릿 분광을 많이 수행하는 카세그레인 초점이나 나스무스 (Nasmyth) 초점에 장착하는 중분산 분광기에 대하여 소개하고자 한다.

일반적인 카세그레인 초점에 부착하는 카세그레인 분광기는 분해능 $R = \lambda/\Delta\lambda \leq 3000$ 인 중분산 분광기이다. 대략적인 구조는 그림 1 과 같다. 망원경을 통하여 입사된 빛은 분광기의 슬릿에 초점이 맺히게 된다. 이 빛은 폴리메

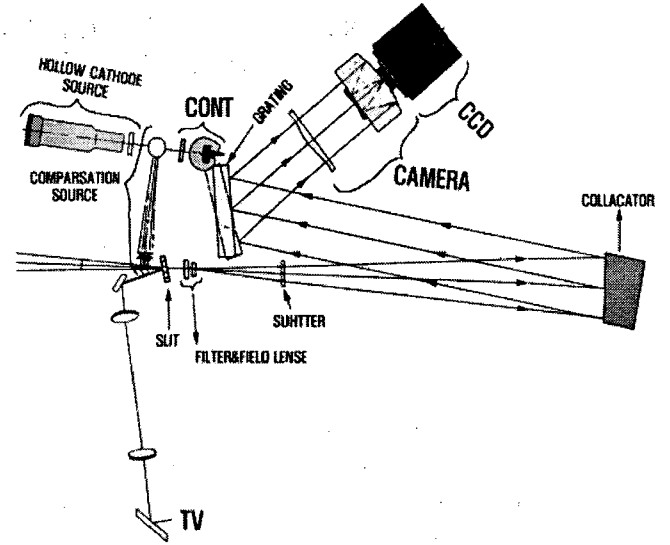


그림 1.— 천체 분광기의 구조 (Wagner 1992).

이더에 의하여 평행광으로 바뀐 다음 격자에 의하여 분산이 일어난다. 분산이 일어난 빛이 카메라를 거쳐 CCD에 의하여 스펙트럼을 얻게 된다. 분광기에는 파장 동정에 이용되는 비교광원 (comparison arc)과 CCD의 픽셀의 감도 보정에 쓸 플랫폼 램프가 장치되어 있다. 한편 천체가 슬릿에 정확하게 위치하였는지 확인하는 모니터 시스템이 갖추어져 있는데 대개 슬릿의 전면을 거울같이 만들어 반사되게 함으로써 주위 천체뿐만 아니라 슬릿 영상을 TV카메라나 CCD를 이용하여 모니터하도록 장치되어 있다.

긴 슬릿 분광에 많이 사용되는 회절 격자 (grating)의 원리는 기본적으로 영의 슬릿에 의한 회절 실험과 마찬가지로이다. 실제로 회절 격자는 그림 2에 보인 바와 같이 아주 조밀하게 배치되어 있는 무수히 많은 슬릿을 통과한 빛이 경로차에 의하여 회절을 일으켜 특정 위치에서 특정 파장이 보강간섭이 일어나 결국 입사된 빛을 분산시키게 된다.

그림 3과 그림 4는 분광기에 사용되는 회절 격자 광학을 보인 것이다. 그림 3은 쿠데 (Coude focus) 초점에 많이 사용하는 회절 격자의 배치 방식으로 'blaze-to-collimator' 방식을 보인 것이고, 그림 4는 카세그레인 분광기에 많이 사용하는 'blaze-to-camera' 방식을 보인 것이다. 'blaze-to-camera' 방식은 입사되어 반사된 빛이 회절격자의 홈 (groove)에 가려져 효율이 떨어지는 단점을 갖는데 반하여 'blaze-to-collimator' 보다 회절격자의 각도를 크게 할 수 있어 높은 분산을 얻을 수 있는 장점이 있다.

입사된 빛의 파장을 λ (단위 Å), mm당 격자의 홈수를 n , 홈 사이의 거리 $a = 10^7/n$ (단위 Å), 그리고 분광 차수 (spectral order)를 m 이라하면, 격자 방정식 (grating equation)은,

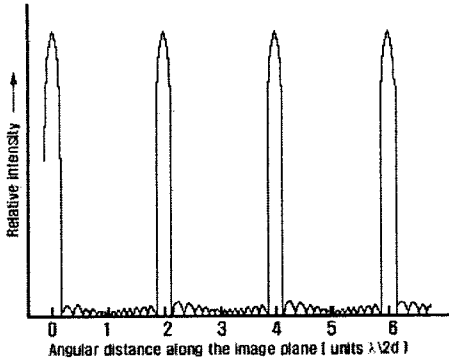


그림 2.— 여러 개 슬릿에 의한 회절. 회절격자는 슬릿의 간격을 아주 줄여 특정 위치에 특정 파장이 보강간섭이 일어나도록 한 것이다. 이때 회절 격자의 단면은 작은 거울과 같은 역할을 하여 입사된 빛을 반사시킴으로써 슬릿과 마찬가지로 인근 거울로부터 반사되어 경로차가 생긴 빛과 간섭을 일으키게 된다.

$$\lambda = \frac{a}{m}[\sin(\alpha) + \sin(\beta)], \quad (1)$$

$$= \frac{10^7}{mn}[\sin(\alpha) + \sin(\beta)], \quad (2)$$

$$= \frac{2 \times 10^7}{mn}[\sin(\theta) \cos(\phi/2)]. \quad (3)$$

$$\theta = \arcsin\left(\frac{mn\lambda}{2 \times 10^7 \cos(\phi/2)}\right). \quad (4)$$

위식은 관측에서 원하는 파장을 선택하기 위해 격자의 각도를 계산하는 목적으로 쓰인다. ϕ 는 입사광과 반사광의 각도로 콜리메이터와 카메라의 위치에 따라 정해지는 값이므로 격자의 각도는 파장, 격자의 홈수, 분광차수에 의하여 결정된다.

이 식에서 격자의 종류가 정해지면 파장과 분광 차수에 따라 같은 격자 각도를 갖는 것이 가능해진다. 즉, 같은 위치에 여러 파장을 갖는 여러 차수의 스펙트럼, 즉 $m\lambda$ 가 같은 값을 갖는 스펙트럼이 겹치게 된다. 예를 들면 λ 6563Å의 H_α 를 1차 분광선으로 관측한다면 λ 3300Å 근처의 빛이 겹쳐서 나타난다. 따라서 일반적으로 카세그레인 중분산 분광기에서는 우리가 원하는 파장만을 선택하기 위하여 필터를 사용하게 된다. 즉 그림 1에서 보인 바와 같이 슬릿을 지난 빛의 경로에 원하는 파장만을 골라내는 필터를 쓰게 된다. 중분산 분광기에서는 일반적으로 1차, 2차 간혹 3차 스펙트럼을 쓴다.

한편 그림 5에 보인 바와 같이 에셀 분광기 (echelle spectrograph)는 θ_b 를 아주 큰 값을 갖는 격자를 써 ϕ 가 아주 작은 값을 갖도록 하여 $m\lambda$ 가 같은 값을 갖는 많은 스펙트럼이 같은 위치에 겹쳐 나타난 것을 'cross disperser'를 이용하여 이를 다시 파장 및 차수 별로 분해하여 CCD에 나타나도록 한 것이다. 에셀 분광기에서는 일반적인 중분

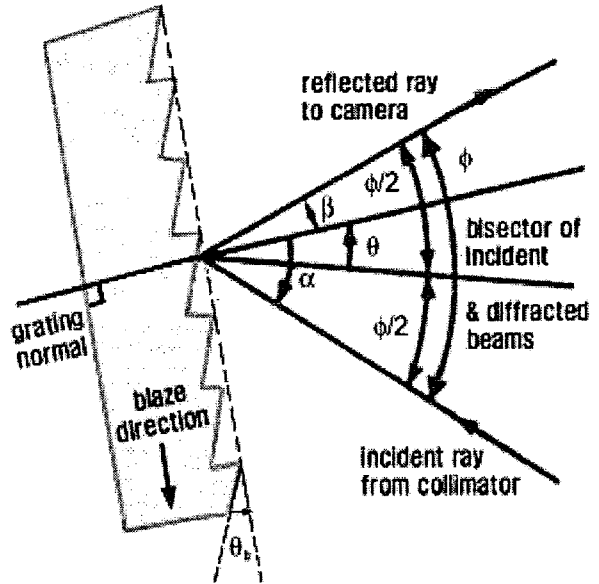


그림 3.— 'blaze-to-collimator' 회절 격자 배치. ϕ 는 입사광과 반사광의 각도로 콜리메이터와 카메라의 각도이고, θ 는 격자에 수직인 선과 입사광과 반사광 사이의 각도를 1/2로 나눈 선과의 각도이고, α 는 입사광과 격자에 수직인 선과의 각도이며, β 는 반사광과 격자의 수직인 선과의 각도이고, θ_b 는 격자의 각도 (blaze angle) 이다. 여기서 ϕ, θ, α 는 양수이고, β 는 음수이다. 그래서 $\phi = \alpha - \beta, \theta = \frac{\alpha + \beta}{2}, \alpha = \theta + \phi/2, \beta = \theta - \phi/2$ 가 된다.

산 분광기와 달리 분광 차수가 100 ~ 150 차와 같은 높은 차수의 스펙트럼을 관측하여 인접한 파장에 다른 차수의 스펙트럼이 관측되어 넓은 파장 대역에 대하여 높은 분해능으로 관측하게 된다.

하나의 회절 격자로 격자 각도를 조절하여 원하는 파장을 모두 관측할 수 있는 것은 아니다. 격자에 따라 효율이 최대가 되는 파장이 존재한다. 격자의 효율은 다음과 같다. 특별하게 1차 스펙트럼에 대하여 $\phi = 0$ 이고, $\theta = \theta_b$ 가 되는 경우 (Littrow Mode라 함)는, 1식에 의하여

$$\lambda_b = \frac{2 \times 10^7}{n} \sin(\theta_b), \quad (5)$$

이 된다. 천체 분광기의 경우에는 Littrow Mode인 경우가 없어 격자마다 주어진 분광 차수에 대하여 효율이 최대가 되는 유효 파장, λ_b^i (effective blaze wavelength)은,

$$\lambda_b^i = \frac{\lambda_b}{m} \cos(\phi/2), \quad (6)$$

가 된다. 따라서 분광기의 최대 효율이 되는 때에는 θ 를 θ_b 에 가까운 값을 갖도록 하는, 즉 파장이 λ 가 λ_b^i 의 근처가 되는 경우가 된다. 격자를 선택할 때 관측하고자 하는 파장에서 효율이 최대가 되게 해야 분광기의 효율이 극대 (즉, 분광기의 'speed'가 좋게)가 된다. 이 식에서 효율이

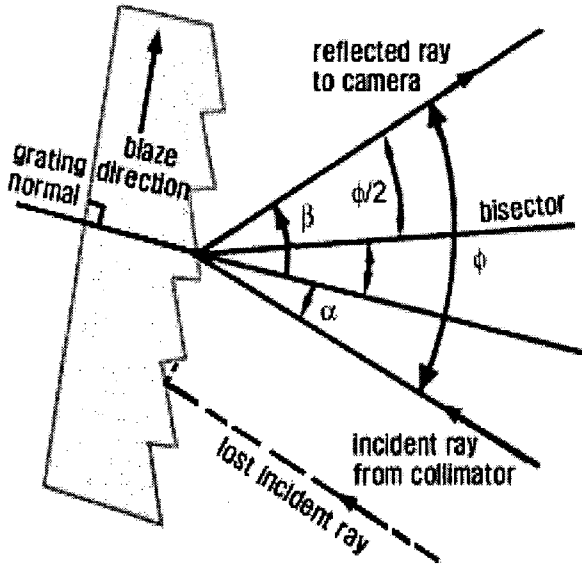


그림 4.—'blaze-to-camera' 회절격자 배치. 각 파라미터의 정의는 그림 3과 같다. 다만 $\phi = \beta - \alpha$, $\theta = \frac{\alpha + \beta}{2}$, $\alpha = \theta - \phi/2$, $\beta = \theta + \phi/2$ 가 된다.

좋은 파장의 범위를 구할 수 있다. 효율이 1/2가 되는 점은 $2m/(2m+1)\lambda_b^1$ 과 $2m/(2m-1)\lambda_b^1$ 이 되어 분광 차수가 낮을수록 더 넓은 파장 영역에서 효율이 좋다.

분광기의 성능을 결정하는 요소 중의 하나가 분산 (dispersion)이다. 카메라의 초점면에서의 분산 D 는,

$$D = \frac{d\lambda}{dx} = \frac{d\lambda}{Fd\beta} = \frac{10^7 \cos(\beta)}{mnF}, \quad (7)$$

'blaze-to-camera' 모드인 경우에 (7)식은,

$$D = \frac{\lambda}{2F} [\cot(\theta) - \tan(\phi/2)]. \quad (8)$$

여기서 F 는 카메라의 초점거리 (mm)이다. 'blaze-to-camera' 모드인 경우 $\beta = \theta + \phi/2$ 이다. 즉, 분산은 주어진 파장에 대하여 카메라의 초점거리에 비례하여 좋아진다.

보현산천문대 중분산분광기는 $F=150\text{mm}$ 의 카메라와 1200lines/mm 격자를 쓸 경우 5000\AA 에서 분산은 55\AA/mm 이다. $24\mu\text{m/pixel}$ 의 CCD에는 1.3\AA/pixel 의 분산을 갖게 된다. 1024픽셀 을 갖는 CCD에는 약 1330\AA 의 파장영역이 관측된다. 그런데 1.3\AA/pixel 의 분산이 이 분광기의 파장 분해능을 의미하지는 않는다. 분광기의 성능을 나타내는 요소 중 또 하나가 파장 분해능이다. 일반적으로 격자의 파장 분해능 (wavelength resolving power), R 은,

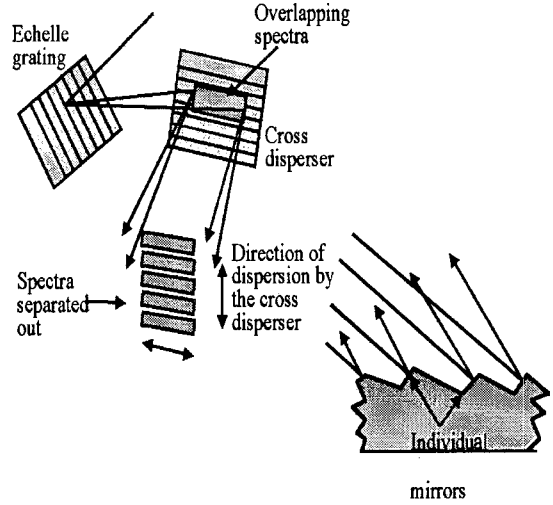


그림 5.—에셀격자와 에셀분광기 (echelle spectrograph)의 구조 (Kittchin 1995).

$$R = \lambda/\Delta\lambda = mn. \quad (9)$$

즉, 분광기 분해능은 분광 차수와 격자의 홈 수에만 관계한다.

슬릿 분광에서 가장 중요한 요소가 슬릿 영상이 CCD에 맺힐 때 나타나는 상 크기의 변화이다. 격자는 0차와 Littrow모드를 제외하고 슬릿 상을 확대하거나 축소한다. 카메라를 제외하면 슬릿의 길이 방향으로의 변화가 나타나지 않지만 슬릿의 폭은 변하게 된다. 이를 나타내는 요소가 격자 확대 계수 (grating magnification), M 이다.

$$M = \frac{\cos(\alpha)}{\cos(\beta)} = \frac{\cos(\theta - \phi/2)}{\cos(\theta + \phi/2)}. \quad (10)$$

'blaze-to-camera' 경우에 α 의 절대값이 β 의 절대값보다 작으므로 M 은 1보다 크게 된다. 슬릿 폭의 영상은 M 에 의하여 확대되거나 축소되어 CCD에 상이 나타나게 된다. 분광기는 카메라를 통하여 CCD 칩에 상이 맺히게 되므로 이 경우에는 M 을 카메라의 초점거리, F_{cam} 에 대한 콜리메이터의 초점거리, F_{coll} 로 두기도 한다 (Wagner 1992). 이 경우에는 슬릿의 폭과 길이가 다같이 확대되거나 축소된다.

분광관측에서 슬릿의 폭을 선택하는 일은 매우 중요한 일이다. 슬릿 폭은 슬릿 영상이 CCD의 픽셀 두 개에 걸치는 것이 이상적이다. 슬릿 폭의 영상이 2 픽셀보다 크면 스펙트럼의 모양이 불필요하게 너무 넓어져 파장 분해능을 잃게 된다. 반대로 두 픽셀보다 작으면 스펙트럼 선의 모양을 잃게 되어 중심파장을 정확히 결정할 수 없게 된다. 다행스

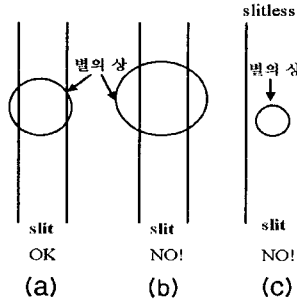


그림 6.—슬릿에 별을 위치 시키는 방법.

럽게도 슬릿 폭의 이론적인 상이 두 픽셀보다 작더라도 기계적인 요소에 의하여 두 픽셀보다 크게 된다. 일반적으로 관측에서는 비교 스펙트럼 중 겹쳐있지 않은 선을 이용하여 이 선의 폭, 즉 FWHM (full-width-half maximum)을 두 픽셀로 맞추게 된다.

그림 6은 슬릿에 점광원인 별을 슬릿에 위치하게 하는 방법을 모식도로 나타낸 것이다. 이 그림에서 (a)와 같이 위치하여야 한다. (b)의 경우에는 빛의 손실이 많아 노출 시간을 길게 더 주어야 하며, (c)의 경우에는 원리적으로 슬릿이 없이 관측하는 무슬릿 분광 (slitless spectroscopy) 관측이 되어, 슬릿 폭 방향으로 약간의 움직임이 있더라도 파장의 위치가 크게 변하기 때문에 가이드를 아주 잘해야 한다. 이 경우에는 망원경 초점을 옮겨 상을 흐리게 하거나, 슬릿의 길이 방향으로 별을 움직여 찍어야 좋은 시선속도를 얻을 수 있다.

슬릿이 없는 분광은 분산 방향과 공간 방향의 구별이 없이 파장이 분산되는 방향, 즉 격자의 홈 방향에 수직인 방향으로도 천체의 공간 분해능을 어느 정도 유지하게 된다. 그래서 무슬릿 저분산 분광관측으로 행성상 성운과 같은 방출선 천체의 이온의 방출선의 분포를 잘 볼 수 있다. 슬릿 상이 CCD 두 픽셀에 맺게 할 슬릿 폭 S_2 는,

$$S_2 = 2W \frac{F_{coll}}{F_{cam}} \frac{1}{M} \frac{1}{f}. \quad (11)$$

여기서 f 는 다른 광학계, 이를 테면 이미지 튜브 등을 썼을 경우의 증폭 정도이다. 보현산천문대의 카세그레인 중분산 분광기의 경우 $W=24\mu\text{m}/\text{pixel}$ 이고, $F_{coll}=1067\text{mm}$, 그리고 $F_{cam}=150\text{mm}$ 이므로, $M=1.5$ 로 일반적인 값으로 가정할때, $S_2 = 228\mu\text{m}$ 이 된다.

한편 망원경의 초점, 즉 슬릿에서의 상의 크기 h 는,

$$h = F_t \theta = f_t D_{mirror} \theta. \quad (12)$$

여기서 F_t 는 망원경의 초점거리이고, f_t 는 망원경의 초점비, D_{mirror} 는 거울의 유효 직경이다. 위 식을 각초/mm로 바꾸면 $206265/f_t D_{mirror}$ 가 된다.

보현산천문대 1.8m망원경의 $f/15.6$ 카세그레인 분광기 슬릿에서의 상의 크기는 $7.35''/\text{mm}$ 가 되어 $1''$ 는 슬릿 $136\mu\text{m}$ 에 해당한다. 즉 슬릿의 폭을 $1.7''$ 보다 좁히면 슬릿의 폭의 상이 CCD의 2 픽셀 이하가 되어 영상 관측의 과소 샘플링 (under sampling)처럼 파장의 모양을 잃게 되어 시선속도를 정확하게 측정하거나 스펙트럼선의 모양을 결정하는데 문제가 생길 수 있다. 따라서 보현산천문대의 1.8m망원경 분광기의 경우 M 값에 따라 변하지만 대략 시상 (seeing)이 약 $1.7''$ 보다 좋은 날 점광원인 별의 시선속도를 측정하는데 문제가 있을 수 있다. 그래서 시상이 $1.7''$ 보다 좋은 날에는 절대 플럭스 환산을 위하여 분광 표준성을 관측하거나 별의 시선속도를 관측하는 경우에 망원경의 가이드를 완벽하게 하거나, 초점을 흐려(defocusing) 상이 커지게 하거나, 아니면 슬릿의 길이 방향으로 별을 움직이면서 관측해야 한다.

2.2. 이차원 분광관측

이차원 분광관측에는 긴 슬릿 분광관측을 비롯하여, 협대역 필터를 이용한 분광측광 관측, Fabry-Perot 분광기를 이용한 속도장 관측, 마이크로 렌즈나 광섬유를 이용한 다천체 분광기 관측 등이 있다. 긴 슬릿 분광은 천문학에 있어서 전통적이며 여러 방면에 두루 쓰이고 있는 방법으로 현대에는 주로 중분산 분광기에 많이 채용되고 있다. 긴 슬릿 분광의 특징은 다음과 같다.

첫째, 각크기를 갖는 천체에 대하여 슬릿 길이 방향으로 천체의 위치에 따라 이차원 스펙트럼을 한번에 얻을 수 있다. 이런 점은 은하 회전속도 곡선 연구나 위치에 따른 H II 영역의 물리적 특성 연구와 같이 각 크기를 갖는 천체 내부의 역학적 특성 연구나 물리적 특성 연구를 위한 관측에 매우 유익하다.

둘째, 천체와 주변 하늘을 동시에 노출할 수 있기 때문에 배경 하늘의 밝기를 측광학 수준으로 제거할 수 있다는 점이다. 일반적으로 분광관측은 수 초초 이상 장시간 노출하기 때문에 배경 하늘을 따로 관측한다는 것은 불가능하다. 배경 하늘로부터 오는 방출선과 연속선들은 스펙트럼선의 세기를 연구하는 데 꼭 제거해야 한다. 특히 이러한 점은 가시영역 뿐만아니라 근적외선 영역에서 반드시 필요하며, 어두운 천체의 분광에서는 관측의 성공을 좌우할 정도로 아주 중요하다. 한편 점광원을 포함하여 파장에 따른 방출 에너지 분포 (SED, spectral energy distributions) 등을 연구를 위하여 파장에 따른 정확한 플럭스를 관측해야 하는 분광 측광과 같은 관측이 가능하다. 이러한 연구에 긴 슬릿 관측이 적합하다.

셋째, 일반적으로 분해되지 않는 항성계의 중첩합성이나 속도분산과 같은 역학적 연구, 외부 은하의 H II 영역의 화학조성 연구, 아주 멀리있는 은하의 시선속도 연구와 같이 표면 밝기가 어두운 천체의 넓은 파장영역을 포함하

는 저분산 이차원 분광연구에 적합하다. 중분산분광기 특성상 높은 분광 차수의 스펙트럼을 관측하는 고분산에 적합하지 않기 때문에 중/저분산 관측 ($R \leq$ 수 천, $D \geq 40 \sim 50 \text{Å/mm}$) 에 주로 이용된다.

넷째, 분광의 특성으로 슬릿 길이 방향으로 효율이 변하여 가장자리가 효율이 떨어지는 편차(vignetting)가 나타난다. 관측 자료처리 과정에서 여명하늘(twilight sky) 관측으로 보정되지만 심한 경우에는 보정되지 않는다.

다섯째, 일반적으로 수 % 이하로 효율이 낮다. 그래서 나스무스 초점(Nasmyth focus)에 설치하는 경우에는 빔을 파장에 따라 둘로 나누는 장치를 이용하여 두 개의 분광기를 이용하거나, 회절격자 대신 프리즘과 격자를 조합한 그리즘(grism)을 이용하기도 한다. 그리즘은 분산이 작기 때문에 두 개의 그리즘을 겹쳐 분산을 높이기도 한다.

여섯째, 슬릿을 이용한 이차원 영상관측으로 각 크기를 갖는 천체 모든 부분이나, 성단에 있는 별과 같이 여러 개의 별을 저분산으로 관측하기에 번거롭다. 이런 경우에는 광섬유나 마이크로 렌즈를 이용한 다천체 분광기나 천체의 위치에 구멍을 뚫은 마스크를 이용한 그리즘 분광기를 이용한다.

일곱째, 격자나 그리즘 분광기의 특성상 천체의 파장에 따른 절대 플럭스를 정확하게 재는 것이 쉽지 않다. 따라서 보통 상대적인 세기의 비를 구하게된다. 만약 절대적인 플럭스를 얻으려면 간섭 필터를 이용한 분광측광법을 써야 한다.

이 논문에서는 이차원 분광관측 중 긴 슬릿 분광과 협대역 간섭 필터를 이용한 이차원 영상 분광 측광에 대하여 논의하고자 한다.

그림 7은 긴 슬릿 분광관측의 개념을 보인 것이다. 긴 슬릿 분광은 슬릿을 따라 천체 각 부분의 스펙트럼이 슬릿 방향에 수직인 방향, 즉 분산 방향으로 분산된다. 이차원 분광관측의 목적이 천체의 위치에 따른 스펙트럼의 특성을 구하는 것이므로, 슬릿 방향으로의 상의 척도가 중요하다. 슬릿 방향의 상의 척도는 위 절에서 설명한 바와 같이 격자에 의한 상의 확대 혹은 축소는 일어나지 않고 단순히 카메라와 콜리메이터의 광학계에 의하여 일어난다.

확대 계수를 Wagner (1992)와 같이 $M_o = F_{coll}/F_{cam}$ 로 두면, 슬릿에 나타난 천체의 상을 h 이라할 때 CCD 상에서 hM_o 의 상이 된다. 보현산천문대 1.8m 망원경과 중분산 분광기에 적용하면 $M_o = 1067\text{mm}/150\text{mm} = 7.11$ 이 된다. $f/15.6$ 의 초점 면에서 상의 척도는 $7.35''/\text{mm}$ 이므로 분광기의 CCD ($24\mu\text{m}$ pixel)에서는 $52.26''/\text{mm}$, 즉 $1.25''/\text{pixel}$ 이 된다. 만약 $f/8$ 부경을 사용하는 분광기로 개조하면 콜리메이터의 광학계가 그에 맞도록 바뀌어야 하므로 초점거리가 현재에서 547mm 로 바꾸어야 한다. 따라서 $M = 3.65$ 이 되어 CCD상에서의 상의 척도는

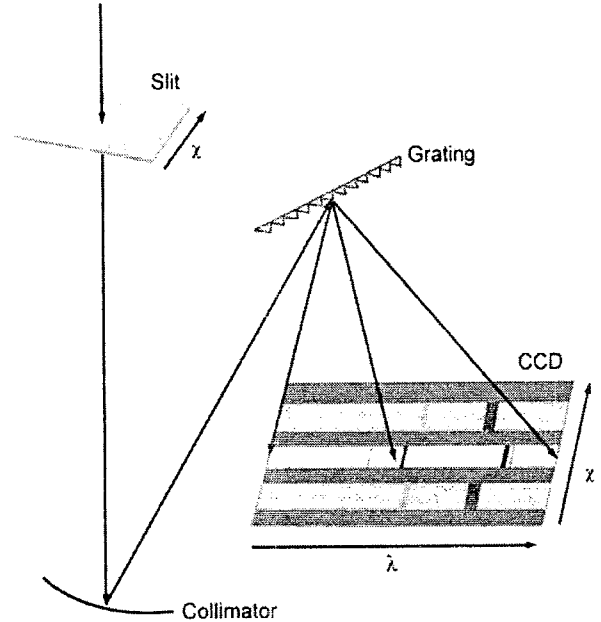


그림 7.—슬릿분광을 이용한 이차원 분광의 개념도 (Pogge 1992). 슬릿에 입사된 크기를 갖는 천체의 스펙트럼이 슬릿을 따라 천체의 각 부분이 슬릿 방향 (x 방향)에 수직 (λ 방향)으로 나타난다.

$52.28''/\text{mm}$, $1.25''/\text{pixel}$ 이 된다.

현재 이 분광기에서 유효 슬릿 길이의 상이 CCD에 약 100픽셀 정도 차지하므로 약 3 분 정도의 긴 슬릿 분광관측이 가능하다. 일반적으로 슬릿의 길이 방향의 크기 척도는 위와 같이 계산에 의하기도 하지만 정확하게는 슬릿에 들어온 두 별로부터 구하기도 한다. 현재 여러 천문대에서 사용하는 슬릿 분광기 중에는 공간적으로 10분 이상 관측가능하게 제작한 분광기들이 있다. 이러한 분광기는 특별하게 설계하여 대개는 파장영역에서 일부 영역을 손실시키는 대신에 슬릿 길이 방향의 효율 편차를 최소화하고 넓은 공간 영역을 관측하도록 제작되었다.

3. 분광관측 수행

3.1. 분광관측 준비

관측에 들어가기 앞서 관측 대상과 연구 목적에 따라 분광관측 인자들을 결정해야 한다. 우선 연구 목적에 따라 분산 혹은 파장 분해능과 파장 대역을 결정해야 한다. 이에 따라 격자를 선택하게 되는데 망원경의 크기, 격자를 포함한 관심 파장대역에서의 분광기의 효율에 따라 노출시간 혹은 단위 시간에 얻을 수 있는 광자의 개수를 계산하여 유효 노출 시간내에 대상 천체에 대한 스펙트럼을 원하는 신호대 잡음비 (S/N 비, signal-to-noise ratio)로 얻

Two-dimensional Spectra of Saturn

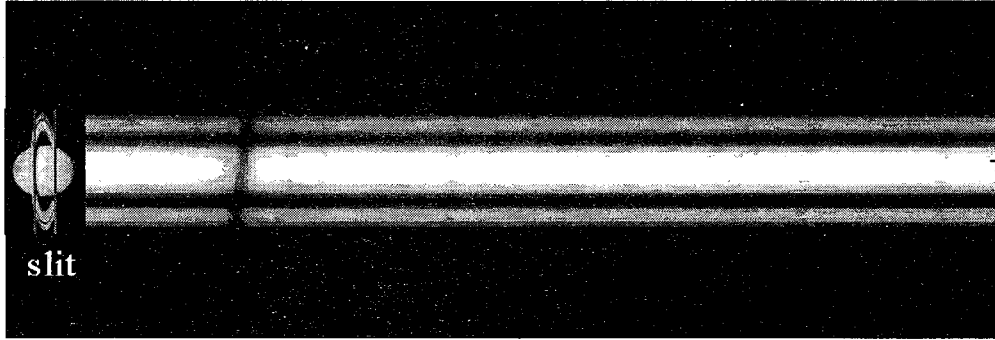


그림 8.—토성의 슬릿분광의 예. MSSSO 74인치 망원경과 카세그레인 분광기를 이용하여 1996년에 찍은 토성의 스펙트럼이다. 1200lines/mm 격자를 사용하여 H_{α} 근처 200\AA 영역을 관측한 것이다. 토성 테의 회전에 의한 시선속도 변화와 토성의 회전이 잘 나타나있다.

을 수 있는지를 판단해야 한다. 대부분의 천문대에는 분광기의 노출 시간 혹은 단위 시간당 광자수와 신호대 잡음비를 계산할 수 있는 프로그램을 제공하고 있다. 물론 이 값들은 대기 조건에 따라 변한다.

3.1.1. 격자 선택

최적의 격자는 연구 목적에 따라 정해지지만 망원경 및 분광기의 제한 조건에 의하여 차선의 격자를 선택해야 하는 경우도 있다. 이렇게 되면 연구 목적에 쓸 관측 자료의 오차가 증가하게 된다. 물론 노출 시간을 증가시켜 S/N 비를 증가시킬 수도 있지만 노출시간이 증가하면 우주선(cosmic ray)가 증가한다. 우주에서 떨어지는 우주선은 1분에 1cm^2 에 1개 떨어지는 확률이지만 실제 CCD 칩에 이보다 많은 우주선의 충돌이 찍힌다. 이와같은 현상이 일어나는 이유는 페이트등 안료에 있는 납의 방사선 동위원소에 의한 방사선과 자연 방사능이다. CCD영상관측이나 측광관측에서는 여러 장을 찍어 중간값으로 합함으로써 이를 제거할 수 있지만 분광관측에서는 이를 제거하는 것이 쉽지 않다. 따라서 노출 시간에 한계를 가질 수 밖에 없다.

같은 흡 수를 갖지만 파장에 따라 효율이 다른 격자가 여러 개 있다. 따라서 원하는 파장대역에서 효율이 최대가 되는 격자를 선택해야 한다. 격자가 결정되면 원하는 파장 범위를 선택하기 위하여 격자의 각도를 (2) 식에 의하여 계산 한다. 보통 분광기에는 격자 각(blaze angle)을 회전시키기 위한 장치가 설치 되어 있다.

격자 선택과 더불어 필터를 선택해야 한다. 특히 6000\AA 보다 긴 파장을 관측할 때에는 반드시 필터를 사용해야 한다. 필터의 종류는 분광기마다 여러 가지가 있어 사전에 조사해야 한다. 보현산천문대 중분

산 분광기의 경우 BG37, BG39, GG475, RG595등 네 종류가 있다. GG475는 4750\AA 이하 파장을 막는 필터이다.

3.1.2. 슬릿 폭의 선택

(11)식에 의하여 슬릿 폭이 분광기 CCD 칩상에서 두 픽셀로 되도록 슬릿 폭을 조절해야 분광기의 성능을 훼손하지 않고 관측하게 된다. 그러므로 시상이 두 픽셀에 해당하는 슬릿 폭보다 작은 경우에도 슬릿 폭을 시상에 맞추어 작게 할 수 없다. 한편, 긴 슬릿 분광관측에서 슬릿의 선택은 점광원과 달리 표면 밝기가 어두운 면천체를 관측하는 경우가 많아 분해능을 크게 훼손하지 않는 범위 내에서 슬릿 폭을 시상에 보다 크게 하게 된다. 따라서 이와같은 이유로 시상이 좋은 경우에 분광표준성 혹은 지구 대기 흡수 보정을 위한 표본성(template stars), 또는 속도 분산을 구하기 위한 표본성을 관측할 때 슬릿이 별의 상보다 커지므로 슬릿이 없는 상태의 분광과 같게 된다는 점을 유의해야 한다.

3.1.3. 슬릿의 방향

긴 슬릿 분광관측에서 슬릿의 방향각을 원하는 방향으로 변화시키게 된다. 슬릿의 방향을 돌리는 방법은 일반적으로 분광기를 부착하는 망원경의 프린지를 회전시켜 분광기 자체를 돌리는 방식으로 설치되어 있다. 보현산천문대 1.8m 망원경용 중분산 분광기의 경우에 영상 회전 장치(image de-rotator)를 원하는 방향각에 위치시켜 분광기를 회전시켜 방향각을 맞추도록 되어 있다.

3.1.4. Parallaxic Angle

분광관측에서 중요한 또 하나의 요소가 바로 지구 대기에 의한 파장에 따른 굴절 효과이다. 이 효과는 Filippenko (1982)에 의하여 처음 제기되었는데 투과 대기량 (airmass)이 큰 경우와 플럭스의 상대적 혹은 절대적인 세기를 관측하는 경우에 특히 중요하다. Filippenko (1992)의 자세한 계산에 따르면 지상 2000m 산 정상에 있는 천문대에서 투과 대기량 $x=1.1$ 일 때 점광원을 관측하면, $\lambda 6500\text{\AA}$ 이 $\lambda 3500\text{\AA}$ 에 비하여 약 $1.1''$ 이동하지만, $x=1.3$ 인 경우에는 $1.4''$ 나 차이가 발생한다. 이 차이는 상대적으로 빛의 손실이 생겨 저/중분산 분광측광 관측에서 두 파장 대역 간에 약 11%의 플럭스의 차이를 유발시킨다 (Filippenko 1982의 식 7과 8). $x=1.1$ 일 때 파장 5000\AA , 6500\AA , 3500\AA 에서 슬릿에 들어오는 빛은 각각 81.1%, 79.5%, 69.7%으로 긴 슬릿이나 직사각형 구멍 (aperture)을 쓰는 경우에 빛의 손실이 심각해진다.

이러한 문제를 해결하기 위하여 슬릿의 길이 방향을 대기의 굴절 방향으로 일치시키면 그 영향이 최소가 된다. 상세한 계산에 따르면 이렇게 할 경우 긴 슬릿을 쓰는 경우에 5000\AA , 6500\AA , 3500\AA 에서 슬릿에 들어오는 빛의 차이는 각각 81.1%, 80.9%, 79.5%가 되어 대기의 파장에 따른 차등 굴절효과가 최소가 된다. 따라서 스펙트럼선의 상대적인 세기를 관측하는 긴 슬릿 관측에서는 이 차등 굴절효과가 최소가 되는 방향으로 슬릿의 방향을 위치시켜야 한다. 이 방향이 바로 대기의 굴절 방향이 되며, 천정에서 천체를 지나 지표면의 수직으로 그은 대원에 나란한 방향이다. 이 방향은 천구의 북극-천체-천정사이의 각도에 해당하며 이것이 'parallaxic angle'이다. 즉 지구대기의 차등 굴절효과를 최소화 시키려면 슬릿의 방위각이 parallaxic angle이 되면 된다. 대부분의 천문대에서 이 각도를 위치, 투과 대기량 등의 정보와 함께 제공한다.

이러한 슬릿의 방위각을 심각하게 고려해야 하는 관측에는 긴 슬릿 분광관측을 이용하는 H II 영역, AGN, 행성상 성운 등의 물리 및 화학조성 분석을 위한 저분산 분광관측, 분광표준성 관측, 항성의 스펙트럼 에너지 분포 (SED) 관측, 타원 은하의 흡수선 관측 등이 있다. 특히 이와 같은 관측에서는 남중할 때 관측하여 작은 투과 대기량에서 관측이 수행되도록 하여야 한다.

3.1.5. 분광표준성

분광관측에서 스펙트럼의 절대 플럭스로의 환산과 함께 다음에 설명할 파장에 따른 감도를 보정하기 위하여 분광표준성을 관측해야 한다. 분광표준성은 북반구의 경우 Massey et al. (1988), Oke (1990), Massey & Gronwall (1990)의 목록을 이용하면 되고, 남반구는 Stone & Baldwin (1983), Baldwin & Stone (1984), Hamuy et al. (1992), Hamuy et al. (1994) 목록을 이용하면 된다.

이 목록들은 관측자료 처리 꾸러미인 IRAF에서 플럭스 데이터 자료를 제공하고 있다 (IRAF\$onedstds/를 참고). 이 목록에 있는 별은 대개 흡수선이 적은 백색왜성이거나 금속 함량이 낮고 온도가 높은 준왜성 (subdwarfs)이다. 이 목록에 있는 표준성은 직녀성의 밝기를 5556\AA 에서 0.04등급으로 정의하고 $m=-2.5\log f_\nu-48.595$ 로 계산된 등급을 50\AA 단위 혹은 16\AA 단위로 주어져 있다. 여기서 f_ν 는 $\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ 으로 주어진다. 1200lines/mm의 격자를 쓰는 경우에는 16\AA 단위로 플럭스가 주어진 표준성을 쓰는 것이 좋다. 이 목록의 별들은 대개 10 ~ 14등급의 광도를 갖고 있다. 표준화를 정확히 수행하려면 여러 표준성을 쓰거나 하나의 표준성을 하루에 여러 번 관측해야 한다.

3.1.6. 지구 대기 흡수 표준성

H_α 보다 짧은 파장에서 하늘로부터 오는 선 (밤하늘 방출선, night sky lines)은 일반적으로 방출선이 강하게 나타난다. 방출선은 다음 장에서 논의하는 바와 같이 슬릿 분광관측에서 제거할 수 있다. 파장이 $\lambda 6700\text{\AA}$ 보다 길어지면 지구 대기에 의한 강한 흡수선이 나타나게 된다. 이 강한 흡수선은 산소분자 O_2 와 물분자 H_2O 에 의하여 흡수되는데 $\lambda 6800\text{\AA}$ 근처, $\lambda 7600\text{\AA}$ 근처에 강한 O_2 흡수선과 $\lambda 7200 \sim 7500\text{\AA}$, $\lambda 8100 \sim 8500\text{\AA}$, $\lambda 8900 \sim 9400\text{\AA}$ 의 H_2O 분자의 흡수선이 강하게 나타난다. 파장이 긴 JHK 대역의 근적외선 스펙트럼에서도 이와 같은 문제가 생긴다. 이러한 흡수선을 지구 대기 흡수선 (telluric absorption)이라 한다.

지구 대기 흡수선은 슬릿 분광관측에서 밤하늘 방출선을 제거하는 방법으로는 제거되지 않는다. 그래서 지구 대기 밖에서 이 파장 대역에서 흡수선인 전혀 나타나지 않은 천체를 관측하여 지구 대기의 흡수 효과를 측정하여 그만큼 보정해주면 된다. 이와 같이 지구 대기 효과를 제거하기 위한 별을 지구대기 흡수 표준성 (TSS, telluric standard stars)이라 한다. 이러한 대기 흡수 표준성으로는 $\lambda 6700\text{\AA}$ 보다 긴 영역에서 연속선이 Ca II triplet $\lambda 8498, 8542, \& 8662$ 과 같이 별의 분광형에 상관없이 강한 흡수선을 제외하고 매끄러운 연속선을 갖는 별로 금속 함량이 아주 낮은 K형 거성이나 백색왜성과 같은 별을 많이 쓴다. 이러한 조건에 맞는 별로는 Oke (1974)의 분광표준성이나, Oke & Gunn (1983)의 분광표준성이 좋다.

3.1.7. 속도 분산 표본성

긴 슬릿 관측 방법으로 관측 연구를 많이 수행한 분야가 바로 은하의 역학 연구 분야이다. 나선은하에 대하여 슬릿 분광관측을 이용하여 H II 영역의 방출선의 시선속도를 구하여 회전 속도 곡선을 얻는다. 타원은하와 같이 주

로 별로 이루어진 항성계는 항성계의 합성 스펙트럼을 분석하여 회전속도 곡선과 속도 분산등의 역학적 요소를 구한다. 속도 분산과 회전 속도 곡선을 구하기 위하여 합성된 스펙트럼의 흡수선을 분석하는데 합성된 색을 갖는 별을 관측하여 기준으로 삼는다. 이를 속도분산 표본별(template star)라 한다. 표본별은 관측하고자 하는 은하의 합성된 평균 색에 해당하는 분광형의 별을 택하게 되는데 타원은하의 경우에는 K형 거성을 쓰게 된다 (Faber et al. 1985). 청색왜소은하와 같이 금속함량이 낮은 별들이 속해 있는 경우에는 그 색과 금속함량에 맞는 별을 선택해야 한다.

3.1.8. 비교광원 및 바닥퍼기 영상

파장 동정을 위한 비교광원 (comparison arc)으로는 Fe+Ne, He+Ar, Fe+Ar, Hg+Ne, Th+Ar, Xe 등을 많이 쓴다. 비교광원은 분광기에 따라 대략 3개 정도 갖추어져 있다. 원하는 파장 근처에 밝은 선이 잘 나타나는 비교광원을 써야한다. 특히 관측하고자 하는 파장 대역의 양쪽 끝에 강한 선이 포함되는 비교광원을 선택하거나 파장대역을 이용해야 한다. 비교광원 대부분이 $\lambda 5000 \sim 6000\text{\AA}$ 근처에 밝은 방출선이 많이 나타나지 않음을 유의해야 한다. 따라서 타원은하의 종족 분석에 많이 쓰이는 $\lambda 5200\text{\AA}$ 근처의 M_{g1} , M_{g2} , $\lambda 5270$, 5335\AA 의 Fe, $\lambda 5895\text{\AA}$ 의 Na 등과 방출 성운의 $\lambda 5876\text{\AA}$ 의 He I 방출선을 관측할 때에는 파장 대역의 양 끝에 방출선이 포함되도록 비교광원과 파장대역을 결정해야 한다.

바닥퍼기용 광원으로는 전체 파장에 대하여 비교적 방출선이 나타나지 않고 완만한 스펙트럼을 나타내는 할로겐 램프나 수정 램프가 많이 쓰인다. 원하는 파장대역내에 방출선등이 나타나지 않는지 잘 살펴야 한다. 1200lines/mm 격자를 이용하거나 이보다 흡수가 많은 격자를 사용하는 경우에는 특히 조심해야 한다.

3.2. 분광관측 수행

3.2.1. CCD 카메라 및 초점 조정

분광 관측에서는 일반적으로 슬릿 방향이 좁고 파장방향인 스펙트럼 영상이 CCD 카메라의 칩에 맺힌다. 따라서 CCD를 읽을 때 필요한 부분만 읽어 내면 된다. 슬릿 관측에서 두 픽셀 혹은 세 픽셀을 합치는 비닝 (binning)은 분해능을 악화시킬 수 있으므로 주의해야 한다.

분광관측에서 초점은 2 종류의 초점을 모두 조절해야 한다. 관측이 시작되기 전에 분광기의 초점을 우선 조절해야 한다. 분광기의 초점은 온도 등의 조건 변화와 격자의 교체, 필터의 사용 유무에 따라 변한다. 분광기의 초점은 대개 클리메이터의 위치를 변화시킴으로써 조절하도록 되어 있다. 분광기의 초점 조절 방법은 관측하고자 하는 파

장을 먼저 선택하여 맞춘다음 비교광원 스펙트럼 선의 폭, 즉 FWHM (full-width-half-maximum)을 측정하여 2 픽셀이 되도록 시행착오를 거쳐 결정한다.

망원경의 초점은 슬릿에 밝은 별을 넣고 스펙트럼을 얻은 후에 파장에 수직 방향, 즉 슬릿 방향으로 측정한 별의 스펙트럼의 FWHM이 최소가 되도록 망원경의 초점을 조정하면 된다. 은하와 같은 점광원이 아닌 천체를 관측할 경우에 망원경의 초점과 분광기의 초점은 분광기의 효율에 결정적인 영향을 미쳐 노출시간이 현격하게 차이나게 된다. 그러므로 시상이 슬릿 폭보다 작은 경우 분광 표준성을 관측할 때에 망원경의 초점을 흐리게 하였다면 반드시 초점을 원상태로 잘 맞추어 놓아야 한다.

3.2.2. 보정 영상 관측 (calibration frame)

바이어스와 암잡음 (dark) 영상은 기본적으로 CCD 영상 관측과 같다. 특히 분광관측은 1 시간 이상 노출하게 되므로 암잡음 제거가 중요해 진다. 보현산천문대 중분산 분광기 CCD 카메라의 경우 내부적인 열원에 의해 암잡음이 1시간에 평균 83adu 정도 되므로 읽기 잡음 (read-out noise) 보다 훨씬 크다. MDM (Michigan-Darmouth-MIT Observatory)의 MODSPEC과 MSSSO 74" Boller & Shivance 분광기의 경우 4000초 동안의 암잡음이 약 65adu 정도이다. 따라서 어느 분광기든지 장시간 노출인 경우 암잡음의 보정이 꼭 필요하다. 바이어스는 영상관측과 마찬가지로 매일밤 20장 이상 얻는 것이 좋다. 암잡음은 낮에 관측해도 되겠지만 장시간 노출에 따른 빛이 새는 경우가 있기 때문에 날씨가 흐린날 밤에 관측하면 좋다.

바닥퍼기 영상은 일반적으로 비교광원과 같이 붙어 있는 할로겐 램프나 수정 램프를 이용한다. 노출 시간이 파장대역에 따라 다르다. 일반적으로 이 램프는 강하기 때문에 백초 이내의 노출 (보현산천문대 중분산분광기의 경우 약 1초)이면 충분하다. 이 영상은 관측 파장대역에서 $\sim 10000\text{adu}$ 이상의 충분한 카운트를 얻도록 해야한다. 그런데 영상 관측과 마찬가지로 너무 짧은 시간에 얻는 바닥퍼기 영상과 실제 분광 관측과는 반응 함수가 다를 수 있다는 지적이 있다. 그래서 돔 스크린을 이용한 바닥퍼기 영상을 얻는 방법을 쓰기도 한다. 가능하면 매일 밤 7장 이상의 영상을 얻는 것이 좋다. 파장대역이 달라지면 그에 따라 바닥퍼기 영상을 얻어야 한다. 바닥 퍼기 영상 관측 전 후에 비교광원의 스펙트럼을 얻는 것이 좋다.

긴 슬릿 관측에서 반드시 얻어야 하는 영상이 여명 하늘 영상 (twilight sky)이다. 이 여명하늘 영상은 슬릿방향의 편차를 보정하는 영상으로 맑은 날 초저녁 혹은 새벽에 관측한다. 여명 하늘은 기본적으로 슬릿에 균일한 빛이 들어오도록 하여 관측해야 하기 때문에 망원경의 방향을 잘 선택해야 한다. 파장대역이 달라지면 그에 따른 여명하늘 영상을 얻어야 한다. 여명 하늘 영상은 전 관측 기간

에 같은 파장 대역에 걸쳐 사용하면 되며, 전 관측 기간 동안 같은 파장 대역으로 7장 이상 관측하면 된다. 여명 하늘 영상 관측 전후에 비교광원을 관측하는 것이 좋다.

3.2.3. 대상 천체 분광 관측

대상 천체를 관측하기에 앞서 먼저 비교광원의 스펙트럼을 얻어야 한다. 특히 카세그레인 분광기처럼 망원경의 위치에 따라 자세가 바뀌거나, 고분산 격자를 이용하는 경우에는 비교 광원 스펙트럼을 대상 천체의 관측 전후에 찍어야 한다. 현재 보현산천문대의 중분산분광기의 경우 그 변화율이 수 픽셀에 달하므로 천체에 대한 노출 전후에 반드시 비교광원을 관측해야 한다.

장시간 노출하기 때문에 망원경의 추적을 잘 살펴야 하며 특히 추적 정밀도가 시상보다 좋아야 공간 분해능을 유지할 수 있다. 한편 분광 표준성을 관측하는 경우에는 슬릿의 폭과 시상과 비교하여 망원경의 초점을 흐리게 하든지, 표준성을 슬릿방향으로 운동시켜 관측해야 한다. 이상적인 경우에 표준성은 슬릿 길이 방향 모든 부분에서 관측한 것을 평균해야 한다. 또 표준성의 관측에서 parallactic angle 방향으로 슬릿의 방향각을 두는 것이 좋다.

3.3. 협대역 간섭 필터를 이용한 영상 분광측광 관측

H_{α} 나 혜성필터, 혹은 성운 필터등은 필터의 투과 대역이 100\AA 이하인 필터들로 특정 스펙트럼선의 세기를 측정하는데 사용하고 있다. 간섭필터의 소개 및 사용법은 Pogge (1992), 성인창 (1999)에 자세하게 소개되어 있다. 혜성필터를 이용한 혜성에 대한 분자 방출선의 분광 측광은 성인창 등 (2000)에 잘 소개되어 있다.

3.3.1. 협대역 간섭 필터의 특성 및 선택

Jacoby et al. (1987), Pogge (1992), Ryder (1993) 등의 협대역 필터에 대한 언급에서 알 수 있듯이 실제 필터를 투과하는 파장대역 (band-pass)이나 중심파장은 온도와 입사광의 각도에 의존한다. 협대역 필터의 투과 파장 대역에서의 온도에 대한 의존성은 대략 $+0.2\text{\AA}/\text{C}$ 으로 보고되고 있다. 따라서 온도차가 매우 큰 경우의 관측은 매우 조심할 필요가 있다.

입사광의 각도, 즉 초점비 (f -ratio, focal ratio)의 의존성은 Pogge (1992)와 Jacoby et al. (1987)에서 언급한 바와 같이 $1 \sim 5\text{\AA}$ 이하의 매우 좁은 협대역 필터를 제외하고 $f/8$ 이나, $f/9$ 보다 초점비가 큰 경우에는 영향이 매우 적은 것으로 알려져 있다. Jacoby et al. (1987)는 KPNO $f/7.5$ 0.9m 망원경을 이용하여 $10 \sim 50\text{\AA}$ 의 필터에 대한 연구 결과 이 효과를 무시할 수 있다는 결론을 얻었다. 경

우에 따라 협대역 필터를 초점면에서 초점면에 수직에서 약간 기울임으로써 중심파장의 이동효과를 이용하는 경우가 있다. 이런 경우에는 미리 필터의 각도에 따른 반응함수를 얻는 것이 좋다.

관측 연구의 목적에 맞는 협대역 간섭필터를 선택하기 위하여 대상 천체의 시선속도, 원하는 파장의 폭을 고려해야 한다. 특히 은하 관측의 경우 시선속도와 필터의 투과 대역은 매우 중요하다. H_{α} 의 영상을 얻기 위하여 $H_{\alpha}\lambda 6563\text{\AA}$ 방출선을 관측할 때에는 근처에 $[\text{N II}]\lambda\lambda 6548, 6584\text{\AA}$ 의 방출선이 있으므로 필터를 신중하게 선택해야 한다. 일반적으로 중원소함량이 낮은 고여기 상태 (highly excited)의 H II 영역의 경우 $I([\text{N II}])/I(H_{\alpha}) \leq 0.1$ 로 $[\text{N II}]$ 의 영향은 10% 이하이다. 즉 대부분의 청색왜소은하의 경우에는 $[\text{N II}]$ 의 영향이 10% 이하로 추정된다. 그러나 중원소함량 $Z \geq 0.5$ 인 대부분의 H II 은하나 별탄생은하 (star-burst galaxies, SBGs)의 경우에는 그 영향이 30%에 이를 것으로 추정된다. 한편 Seyfert은하나 LINER (low-ionization nuclear emission-line regions)의 경우처럼 광이온화 (photo-ionization)에 의하지 않고 쇼크파 (shock wave)등에 의한 비열적 이온화 (non-thermal ionization)의 경우에는 $I([\text{N II}])/I(H_{\alpha}) \sim 1$ 이 된다. 이 경우에는 영향이 50% 이상일 것으로 생각된다.

3.3.2. 협대역 필터를 이용한 관측

일반적으로 협대역 필터를 이용한 영상 분광측광 관측은 해당 분광선을 관측하는 필터와 그 스펙트럼선 근처의 연속선을 관측하여 해당 이온의 순 플럭스를 얻는다. 예를 들면 은하의 순 H_{α} 영상을 얻기 위해서는 은하의 H_{α} 영상 (on-band images)과 H_{α} 근처의 H_{α} 연속선 영상 (H_{α} continuum images; off-band images)의 관측이 필요하다. 혜성 필터를 이용한 혜성 분자의 연구의 경우 $\lambda 3870\text{\AA}$ 근처의 CN 분자 밴드, $\lambda 4062\text{\AA}$ 근처의 C_3 분자 밴드를 관측하기 위하여 $\lambda 4450\text{\AA}$ 근처의 연속선을 관측한다. 협대역 관측에서도 절대 플럭스로 환산하기 위하여 표준 광원 관측이 필요하다. 협대역 관측에서의 표준 광원은 H_{α} 등의 절대 밝기가 주어진 행성상 성운 (Ryder 1993)을 관측하거나 분광 표준성을 관측한다 (성인창 1999). 은하의 H_{α} 관측의 경우에 행성상 성운의 관측에 주의해야 한다. 왜냐하면 행성상 성운은 대개 시선속도가 100km/sec 이하이기 때문이다. 그리고 행성상 성운의 경우 연속선 영상을 관측할 수 없는 경우가 많다. 그래서 분광 표준성, 특히 16\AA 간격의 분광표준성을 이용하면 편리하다. 6563\AA 필터를 사용하는 경우에 모든 표준성의 시선속도가 100km/s 보다 작으므로 H_{α} 흡수선이 영향을 준다. 따라서 정확한 광도 보정에 문제가 있으므로 주의해야 한다.

4. 관측 데이터 처리

긴 슬릿 분광 관측 자료 처리에 대한 개념적인 설명은 Pogge (1992), Wagner (1992), 성언창 (1999) 에 소개되어 있다. 한편 IRAF를 이용한 긴 슬릿 분광 자료 처리 과정은 Massey, Valdes & Barnes (1992), Valdes (1992a, b)의 IRAF 사용자 메뉴얼에 소개되어 있다. 이 논문에서는 IRAF를 이용한 긴 슬릿 분광 관측 자료 처리를 개념과 함께 소개하고자 한다.

4.1. 전처리 과정 (pre-process)

전처리 과정은 보정 영상을 이용하여 각종 기계적인 보정을 수행하는 과정으로 CCD 영상 관측의 자료처리 과정과 별로 다르지 않다. 다만 암잡음을 보정해야 하는 것과 바닥퍼기 (flating) 영상을 준비하는 과정이 다르다. 전처리 과정에 앞서 이차원 분광 영상의 머리 정보 (image header information)를 확인해야 한다. 영상 머리 정보에 노출시간 (exptime), 투과대기량 (airmass), 영상의 형태 (image type) 등이 제대로 입력되어 있는지를 확인해야 한다. 분광 관측의 경우 장시간 동안 노출하게 되므로 투과대기량이 변하게 된다. 따라서 투과 대기량은 노출의 중심시각과 투과대기량의 평균값에 의하여 정의되는 유효 투과대기량을 쓰게 된다. 유효 투과대기량은 TWODSPEC 꾸러미의 setairmass 작업자를 이용하여 계산할 수 있다.

4.1.1. 바이어스, 여분 읽기 (overscan) 바이어스, 마름질 (trimming), 암잡음 보정

이 단계의 CCD영상 측광 관측과 다른 점은 암잡음 보정을 고려해야 한다는 점과 바닥퍼기 (flating) 영상을 준비하는 점이다.

CCD의 각 픽셀의 바이어스와 이 바이어스의 시간적인 변화를 보정하는 방법은 영상관측과 마찬가지로 IRAF의 IMRED\$CCDRED 꾸러미 (package)의 zerocombine, ccdpro 작업자 (task)를 이용하면 된다. 바이어스는 영 노출영상 (zero exposed images)를 중간값 (median)으로 합쳐 사용하되 매일 밤마다 따로 적용하는 것이 좋다. 마름질과 여분 읽기 영역을 지정하기 위하여 implot 작업자 등으로 바닥퍼기 영상이나 여명하늘 영상 등을 시험하여 영역을 결정해야 한다. 특히 마름질은 자료 처리 과정에서 다른 영역에도 영향을 미치므로 주의해야 한다. 슬릿 방향의 마름질에서 슬릿 방향의 편차가 최대값의 60% 이하가 되는 영역은 잘라내는 것이 좋다. 한편 파장 방향의 마름질도 중요한데 너무 카운트가 낮으면 잘라내야 한다. 여분 읽기 영역 함수 맞추기 (fitting)는 가능하면 픽셀의 평균값 하나 하나 보다는 여러 픽셀의 그룹에 맞도록 함수의 차수를 조정하는 것이 좋다.

암잡음은 바이어스 제거 및 마름질이 끝난 암잡음 영상을 중간값으로 합쳐서 사용한다. 암잡음 영상에서 빛이 새어 들어간 흔적이 있는가를 잘 검사해야 한다.

4.1.2. 반응 영상 (response image)과 바닥퍼기 (flating) 분광 관측자료 처리에서 바닥퍼기는 개념적으로 세 부분으로 나누어 진다.

(1) 픽셀-픽셀 감도 보정 : CCD 픽셀 하나 하나의 감도, 즉 빛에 대한 반응도를 보정해야 한다. 그런데 분광 관측에서는 빛이 분산되어 CCD칩의 파장 방향 각 픽셀에 서로 다른 파장의 빛이 입사된다. 즉 각 픽셀의 특정 파장의 빛에 대한 반응정도를 보정하게 된다. 이 픽셀 개개에 대한 특정 파장의 감도 보정은 할로겐이나 수정 램프를 이용한 바닥퍼기 영상을 이용한다.

(2) 파장에 따른 감도차 보정: CCD의 각 픽셀의 특정 파장에 따른 감도가 보정되었다고 해도 각 픽셀 사이의 파장에 따른 감도 차이들이 보정된 것은 아니다. 이를 보정해야 파장이 서로 다른 스펙트럼 선을 비교할 수 있다. 이 파장에 따른 바닥퍼기는 분광 관측자료 처리의 최종 단계인 분광 표준성에 의한 절대 플럭스 변화과정에서 보정된다.

(3) 슬릿 방향의 감도 편차 보정 : 분광기 광학계에 의하여 만들어지는 슬릿 방향의 감도 편차 (vignetting)를 보정해야 한다. 이를 조명보정 (illumination correction)이라 한다. 이 감도 편차는 픽셀의 감도 보정을 위한 바닥퍼기 영상이 할로겐이나 수정램프를 이용할 때 분광기 내부 광학계를 이용하기 때문에 생기는 왜곡이 포함되게 되므로 이를 함께 보정해야 한다. 이 슬릿 방향의 편차는 빛이 슬릿에 균일하게 들어오는 것으로 여명하늘을 관측하여 보정한다.

위와 같이 슬릿 분광 관측에서는 세 종류의 바닥퍼기가 있다. 이중에 (2) 파장에 따른 감도의 차이는 분광 관측자료 처리의 마지막 단계에서 보정된다. 이 전처리 과정에서는 (1)과 (3)을 보정하게 된다.

픽셀-픽셀 감도 보정을 위한 바닥퍼기 영상은 관측 영역에서 완만한 곡선을 보이는 스펙트럼 특징을 갖는 램프를 관측함으로써 이를 보정할 수 있다. 일반적으로 모든 파장에 대하여 스펙트럼의 세기가 일정한 램프는 존재하지 않기 때문에 할로겐이나 수정 램프를 사용하게 되는데 우리는 이 램프로부터 나오는 스펙트럼의 파장에 따른 세기 분포를 알 수 없다. 따라서 스펙트럼을 완만하고 매끈하다고 가정하고 이 완만한 스펙트럼에서 각 픽셀의 감도차이에 의하여 스펙트럼 상에 요동 (fluctuation)이 생긴다고 가정하여 이 요동을 구하는 것이다.

이러한 감도 보정을 구하는 방법은 IRAF에서 두 가지 작업자가 있다. 슬릿 관측 자료 처리의 대부분의 작업자가 포함되어 있는 NOAO\$TWODSPEC 꾸러미에 response 작업자는 픽셀의 감도를 구하기 위한 작업자로 파장 방향

으로 매끈한 곡선으로 함수 맞추기 한 다음 각 픽셀의 요동을 구한다. 매끈한 스펙트럼의 경우 spline3 함수 혹은 legendre 함수에서 20차 ~ 40차의 함수로 맞추기 하게 된다. 가능하면 낮은 차수에서 맞추는 것이 임의적인 면을 줄일 수 있다.

response 작업자를 이용하지 않고 바닥퍼기 영상을 얻는 방법은 NOAO\$IMAGES 꾸러미의 imsurfit 작업자를 이용하는 것으로서, 이 작업자는 영상을 $z=f(x, y)$ 의 매끈하고 완만한 평면으로 구하여 원래 영상에서 각 픽셀의 요동을 구하는 방법이다. 이 방법에서 바닥퍼기 영상을 구하기 위해서는 x 축과 y 축 함수의 차수를 변화시켜 적용하여 시행착오를 거쳐 적당한 차수를 선택해야 하며, 이 작업자의 출력 형태 (파라미터, 'type of output')를 'residuals'로 놓아 두어야 한다.

IRAF 전처리 과정을 비롯하여 주처리 과정에서 함수 맞추기가 많이 등장하는데 경험적으로 spline3 함수의 경우에는 중심부에 있는 굴곡을 잘 맞추는데 반하여 legendre나 chebyshev는 양쪽 끝단의 굴곡을 잘 맞춘다는 것에 유의하자.

바닥퍼기 영상을 얻으면 이를 여명하늘 영상에 적용하여 슬릿 길이 방향의 변화를 시험해야 한다. 바닥 퍼기가 적용된 여명하늘 영상으로 슬릿 방향의 편차를 보정, 즉 조명 보정을 적용한다. 슬릿 방향의 편차 보정은 TWODSPEC의 illumination 작업자를 이용하여 조명영상을 만들으로써 보정하는데 조명영상을 위한 여명하늘은 태양 빛의 스펙트럼이므로 흡수선이 나타난다. 따라서 파장 방향으로 20픽셀 정도씩 여러 개로 나누어 띠를 만들어 평균한 다음 함수 맞추기를 하여 보정 함수를 구한다. 함수 맞추기는 legendre나 spline3 함수를 많이 쓴다. 이때 주의할 점은 너무 높은 차수의 함수를 쓰게 되면 슬릿의 양쪽 가장자리가 맞지 않는 경우가 생기므로 10차 이하의 함수를 써야 한다는 것이다. 알맞은 조명 보정 영상인가를 확인하는 방법은 만들어진 조명 영상을 하늘의 영상에 적용시킨 후에 슬릿 방향으로 그린 그래프에서 평탄한가를 확인하는 방법을 쓴다. 이러한 방법으로 만족할 때까지 시행착오를 거쳐 최종 조명 영상을 얻는다.

조명 영상이 얻어지면 바닥퍼기 영상과 곱하여 최종 바닥퍼기 영상 (perfect flat image)을 만들어 천체의 스펙트럼 영상에 CCDRED 꾸러미의 ccdpro 작업자를 이용하여 바닥 퍼기를 적용한다.

4.2. 주 처리 과정

4.2.1. 슬릿 분광에 의한 이차원 스펙트럼 영상

그림 9는 슬릿 분광에 의한 이차원 스펙트럼 영상을 도식적으로 나타낸 그림이다. 그림에서 보는 바와 같이 점광원인 별의 스펙트럼이 파장 분산축 (dispersion axis, x 축 또는

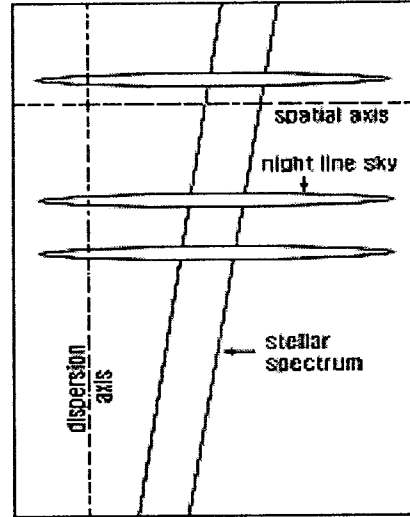


그림 9.—슬릿을 이용한 이차원 스펙트럼 영상의 도식적인 그림. 일반적으로 점광원인 별의 스펙트럼이 파장 분산축 (dispersion axis)과 나란하지 않고, 밤하늘 방출선 (night sky lines)이 공간축, 즉 슬릿 길이 방향과 나란하지 않다. 밤하늘의 방출선이나 비교 스펙트럼은 가끔 기울지거나 휘어져 있기도 하다.

y 축)과 나란하지 않을 뿐만 아니라 밤하늘 방출선도 휘어져 있거나 비스듬하게 나타나기도 한다. 우리가 슬릿 분광 관측에서부터 알고자 하는 것은 x 축이나 y 축에 따른 파장의 변화이다. 따라서 분산 축은 x 축이나 y 축 중 어느 하나에 나란해야 한다. 그리고 슬릿 방향으로 x 축이나 y 축에서 같은 파장을 나타내도록 해야 분석하기 편리하다.

분광 표준성 스펙트럼 영상을 이용하여 별의 스펙트럼의 슬릿 방향으로의 기울어짐을 측정할 수 있다. 별의 스펙트럼 양끝에서 슬릿 방향의 좌표를 읽어 두 끝에서의 차이를 픽셀 단위로 계산할 수 있다. 이 값과 파장 방향의 길이의 비가 기울어진 각도의 탄젠트 값이 된다. 0.1도 보다 작으면 자료 처리의 왜곡보정 (distortion correction)과정에서 보정되나 값이 커지면 보정이 안된다. 따라서 이 값이 통상 0.1도 보다 크면 강제로 영상을 회전시켜 별의 스펙트럼이 x 축이나 y 축에 나란하게 해야한다. 영상의 회전은 IMAGES 꾸러미의 rotate 작업자를 이용하여 회전시킬 수 있다. 이 회전은 비교 스펙트럼을 비롯한 모든 영상에 적용해야 한다. 회전은 영상의 중앙에 대하여 회전시키고, 회전한 영상의 머리 정보 (image header)에서 $lmv2.1 = 0$ 그리고 $lmv1.2 = 0$ 으로 두어야 한다.

4.2.2. 주 처리 과정의 준비 과정

주 처리 과정은 주로 IRAF의 TWODSPEC 꾸러미와 APEXTRACT 꾸러미, 그리고 ONEDSPEC 꾸러미를 주로 이용한다. 이 꾸러미를 이용하기에 앞서 분광관측을 수행한 천문대의 각종 파라미터를 설치할 필요가 있다. 각 천문대의 이름은 IRAF에서 약자로 표기하며 각종 자료들이 입력되어 있다. 관측을 수행한 천문대를 설치하려면 'cl>observatory set boao'와 같이 observatory 작업자를 수행하면 된다. 자동으로 슬릿 분광관측 자료를 처리하는 작업자로는 doslit, 혹은 doecslit이 있다. 그러나 분광 관측 처리에서 매우 많은 단계의 함수 맞추기와 단계마다 파라미터를 결정해야 하는 등, 신중한 결정이 필요하므로 직접 한 단계 한 단계 따라가는 것이 좋다.

별과 같은 점광원의 스펙트럼은 기본적으로 일차원 스펙트럼이 된다. 따라서 점광원의 경우 이 단계에서 일차원 스펙트럼을 만든다. 일차원 스펙트럼은 APEXTRACT 꾸러미의 apall 작업자를 이용하여 만든다. 그러나 일차원 스펙트럼이라 하더라도 밤하늘의 방출선이 나타나는 경우 이를 제거해야 한다. apall에는 배경하늘을 제거하는 기능이 있으나 밤하늘의 방출선 스펙트럼은 위와 같은 왜곡이 나타나 쉽게 제거되지 않으므로 다음과 같은 이차원 영상 관측 자료 처리 과정을 거쳐야 제거할 수 있다.

4.2.3. 비교 스펙트럼선 동정

전처리 과정과 영상의 회전을 끝낸 비교 광원의 스펙트럼을 이용하여 파장 변환을 위한 비교 스펙트럼선을 동정한다. 비교 스펙트럼 방출선 (아아크 선) 목록은 IRAF의 linelists 디렉토리 (cl> cd linelists)에 갖추어져 있는데 모두 미국립천문대 NOAO의 아아크 선 목록이다. 이 아아크 선은 분광기마다 조금 다를 수 있음을 염두에 두어야 한다. 이 아아크선 목록은 He+Ne 아아크인 경우 hene.dat 형태로 주어진다.

비교 스펙트럼의 동정은 분광기마다 중요 방출선에 대한 동정이 주어진다. 따라서 관측시에 이를 확보해 두어야 한다. 관측된 비교 스펙트럼의 동정은 TWODSPEC 꾸러미의 identify 작업자를 이용하여 이미 동정된 방출선과 나머지 방출선을 동정하게 된다. identify 작업자는 그 그래프 윈도우 화면 상에 직접 들어가 각종 파라미터를 조정할 수 있다. 이미 미리 동정된 자료로 주어진 방출선을 이용하여 관측된 전체 파장 대역에서 폭이 좁고 뾰족한 방출선을 골라 같은 간격으로 5 ~ 6개의 방출선에 대하여 파장을 미리 입력함으로써 동정한다. 이때 가능하면 파장의 양끝 가까이 있는 방출선 하나씩은 반드시 미리 파장을 입력해야 한다. 입력된 파장은 나머지 방출선을 자동으로 동정하기 위한 자료로 이용되는데, 이때 함수 맞추기에 의하여 나머지 방출선의 파장을 찾아 동정하게 된다. 함수로는 spline3나 legendre를 사용하게 되는데 경험적으로

legendre 함수의 3차가 가장 좋다. legendre의 3차 함수는 x^2 함수로 spline3의 1차에 해당한다. 간혹 특수한 경우에 legendre 4차를 쓰기도하는데 이 이후의 과정에서 문제가 생길 수도 있다. 함수 맞추기 과정에서 오차가 큰 선이나 너무 약한 선은 배제시키는 것이 좋다. identify의 수행과정에서 수정해야 할 파라미터로는 비교 스펙트럼의 방출선 데이터를 지정하는 파일이다.

위와 같은 identify에 의한 동정 과정은 비교 스펙트럼 영상의 중앙에 있는 한 개의 스펙트럼 즉, 분산 방향이 x 축인 경우 열 (line or raw) 하나이고 y 축인 경우에는 행 (column) 하나에 해당하는 스펙트럼에 대하여 동정을 마친 것이다. 슬릿 분광 관측은 이차원 스펙트럼이기 때문에 슬릿 방향의 모든 스펙트럼에 대하여 동정을 수행해야 한다. 이 절차는 reidentify 작업자에 의하여 수행할 수 있다. reidentify의 파라미터 중에서 nsum과 nstep은 평균할 행이나 열의 수와 건너 뛴 행이나 열의 수를 지정하는 것이고, nlost는 못 찾아도 좋은 개수를 지정하는 것이다. 이 값은 동정한 선의 개수에 따라 변할 수 있다. 만약 강하고 뚜렷한 방출선이 고루 분포되어 있다면 약한 선들은 모두 지워도 된다. identify 와 reidentify의 결과는 ./database 하부 디렉토리에 'id영상이름' 형태로 함께 저장된다. 만약 분광기가 안정되어 있고, 파장 대역 등이 같은 상태로 조정되어 있는 경우에는 비교 스펙트럼 하나만 동정한 다음 이를 나머지 비교 광원에 적용하여 reidentify 할 수 있다.

보현산천문대의 중분산분광기와 1200lines/mm로 관측한 $H\alpha$ 근처의 스펙트럼을 동정한 결과, 양 끝단에서 legendre의 차수 3이나 4에도 서로 잘 맞지 않는 부분이 생기며, 가장 근사한 함수 맞추기로 0.5Å의 잔차 (residuals)로 맞출 수 있었다. 픽셀 분해능이 1.3Å/pixel임을 감안하면 이 오차는 통상 오차의 약 3배 정도이다.

4.2.4. 왜곡보정 및 파장 변환

identify와 reidentify를 거친 비교 스펙트럼 영상은 임의의 점 (x, y)에서 특정 파장에 대응된다. 이를 이용하여 파장 λ 와 x, y 의 관계를 나타내는 함수를 구할 수 있다. 이 함수 $f(x, y; \lambda)$ 는 fitcoord 작업자를 이용하여 구할 수 있다. fitcoord 작업자는 reidentify 작업의 결과를 x 축과 y 축을 legendre나 chebyshev 함수의 3 ~ 6차 함수를 이용하여 이차원 표면 함수를 만든 것이다. 이 함수의 생성 역시 그래프 윈도우 화면에서 직접 작업할 수 있다. 각 점들의 편차가 최소 값을 갖고, 그 경향이 전체에 대하여 특정 형태를 보이지 않게 함수의 차수를 조정하게 된다. 그 결과는 하부 디렉토리인 ./database에 저장된다. 천체의 전후에 관측한 두 개의 비교 스펙트럼을 이용하여 하나의 왜곡 함수를 만들 수 있다. 이때 fitcoord 파라미터 중 comine을 'yes'로 두면 된다. 같은 분광기 설치 상태에서 관측된 모

든 비교 스펙트럼을 이용한 왜곡 함수는 같은 차수의 함수 이어야 하고, 비슷한 정도의 잔차 분포를 보여야 한다. 이 잔차는 대략 픽셀 분해능의 1/10 정도가 적당하다.

보현산천문대의 분광기는 서로 다른 시각에 관측한 비교 스펙트럼으로부터 구한 왜곡함수가 같은 차수에서 많이 틀린 양상을 보여주고 있다. 이에 따라 잔차의 오차는 $0.5\text{\AA}/\text{pixel}$ 에 이르러 상당히 큰 오차를 보이고 있다.

이렇게 왜곡보정 함수가 만들어지면 이를 우선 자기 자신인 비교 스펙트럼 영상에 적용하여 그 결과를 확인해 보아야 한다. 왜곡 보정을 수행하는 작업자 transform은 왜곡보정과 파장 변환을 동시에 적용하며, 단위 픽셀 당 파장, 양끝에서의 파장을 보여 준다. 단위 픽셀당 파장값을 계산한 결과와 비교하여 일치된 값을 보여야 한다. 한편 왜곡 보정 결과 비교 스펙트럼선이나 천체 분광 영상의 밤하늘 선과 같이 슬릿 천체로부터 오는 스펙트럼선이 곧게 보정되었는지를 확인하여야 한다.

4.2.5. 배경하늘 및 우주선 제거

왜곡보정된 이차원 스펙트럼 영상에서 배경하늘을 제거해야 순 스펙트럼을 얻을 수 있다. 배경하늘을 제거하는 방법은 이차원 영상에서 천체의 스펙트럼을 제외하고 양쪽에 있는 하늘의 스펙트럼을 내삽하여 빼는 방법이 있다. 이때 사용하는 작업자는 TWODSPEC의 background이다. 이 작업자도 그래프 창에서 직접 작업할 수 있다. 내삽은 슬릿 방향으로 함수 맞추기를 하게 되는데 legendre나 chebyshev의 2차를 이용하면 된다. 하늘의 구간을 직접 줄 수 있고, 나머지 파라미터들도 수정하여 실행시킬 수 있으므로 여러 파라미터를 주어 시행착오를 거쳐 정할 수 있다.

천체가 슬릿보다 커서 이차원 스펙트럼 영상 전체가 천체의 스펙트럼인 경우에는 위와 같은 방법으로 하늘의 밝기를 제거할 수 없다. 이런 경우에 밤하늘 방출선을 제거하고 싶으면 영상을 imedit로 수정하거나 다른 영상관측에 관측된 하늘의 스펙트럼을 규격화하여 (normalize) 나누어 주는 방법이 있다. 이 방법은 달이 밝은 하늘의 경우에 유용하다.

이차원 분광 관측에서 우주선의 제거는 필요하고 필수적이나 인내를 요하는 작업이다. 현재 이에 알맞는 작업자는 IRAF에 없다. CCDRED의 cosmicray 작업자는 방출선을 없앨 수 있어 매우 위험하다. 따라서 현실적으로 우주선을 IMAGES의 imedit 작업자를 이용하여 하나하나 신중하게 제거하는 것이 현실적이다.

4.2.6. 분광 표준성의 처리와 플럭스 변환 영상

배경하늘과 우주선이 제거된 영상으로부터 절대 플럭스 변환을 적용하기 위하여 분광 표준성에 대한 일차원 스펙트럼

을 만들 필요가 있다. 일차원 스펙트럼은 APEXTRACT 꾸러미의 apall 작업자를 이용하여 수행할 수 있다. 이 apall에서 스펙트럼을 합칠 픽셀을 지정할 수 있고, 배경을 또 한번 제거할 수 있다. apall 작업을 수행하면 1차원 스펙트럼인 '영상이름.ms.fits' (에셀 스펙트럼은 '영상이름.ec.fits') 형태의 1차원 영상이 만들어진다.

이 표준성의 일차원 영상을 지구 대기 소광을 보정해야 한다. 지구 대기 소광을 보정하기 위하여 파장에 따른 관측지의 대기소광계수 (extinction coefficient)를 알 필요가 있다. 일반적으로 각 천문대마다 이 분광 관측을 위한 대기소광계수가 주어져 있다. 대기소광 보정은 extinction 작업자를 이용하기도 하지만 표준성의 표준화 함수를 구하는 과정이나 천체에 대하여 적용하여 절대 플럭스로 구하는 과정 중에 대기 소광이 보정된다.

일차원 표준성 스펙트럼과 표준성의 절대 밝기와 비교하여 데이터로 만드는 과정이 ONEDSPEC 혹은 TWODSPEC의 standard 작업자이다. 이 작업자에서는 관측된 일차원 영상으로부터 대기소광을 보정하고 일정한 파장 대역의 기계 등급을 구한 다음 이를 해당 표준성의 절대 밝기와 비교하여 데이터 파일을 만들게 된다. 같은 파장 영역을 포함하는 같은 표준성의 여러 관측을 하나의 데이터 파일에 만들 수 있다. 이 작업자에서는 표준성을 약어로 지정하게 되어 있다. 표준성의 데이터는 'cl>cd onedstds' 디렉토리에 갈무리 되어 있으며, 이 곳에는 ctio, ctionewcal, 16spec, oke1990 등의 하단 디렉토리에 여러 개의 표준성이 약어로 주어져 있으므로 standard 작업자의 파라미터를 원하는 표준성이 있는 디렉토리로 설정하고 약어나 나타난 표준성을 지정하면 된다. 이 작업자는 그래프 윈도우에서 파라미터들을 직접 수정할 수 있어 파장 대역을 새로 설정할 수 있다. 파장 대역은 표준성의 연속선에 지정하면 되는데 스펙트럼선이 구부러지는 지점등을 잘 설정해 주면 파장에 따른 감도의 변화를 잘 반영하게 된다. 표준성의 절대 밝기 데이터에서 사이의 값은 내삽에 의하여 구하게 되므로 되도록 많은 파장 대역을 정하면 유리하다.

관측된 일차원 표준성 스펙트럼과 절대 밝기 데이터로부터 만들어진 새로운 데이터를 이용하여 절대 플럭스로 변환하는 함수를 만들게 된다. 이 작업은 ONEDSPEC 혹은 TWODSPEC의 sensfunc 작업자를 이용한다. 이 작업자도 그래프 창에서 직접 작업할 수 있다. 데이터 파일에 같은 표준성의 여러 관측 결과가 들어 있으므로 이들을 평균하여 하나의 변환 함수를 만들게 된다. 변환함수는 spline3 혹은 legendre 함수를 쓰게 되는데 대개 5 ~ 7 차의 함수를 적용한다. 작업 결과는 절대 플럭스 변환 영상인 파장 감도함수 (sensitivity function)가 생성된다.

4.2.7. 절대 플럭스 환산

배경하늘을 제거한 천체의 이차원 영상에 대기소광을 보정하고 파장에 따른 감도를 보정하면 절대 플럭스 영상이 생긴다. 이를 수행하는 작업자가 TWODSPEC의 calibrate이다. calibrate는 대기 소광과 파장에 따른 감도 보정을 함께 적용하여 최종 영상을 만들게 된다. 각 픽셀 값은 플럭스로 주어진다. 이 과정이 끝나면 주 처리 과정이 끝나게 된다. 은하 등의 이차원 천체의 영상을 제외하고 함께 관측한 대기 흡수 표준성과 속도 분산 표본성 등은 apall 작업자를 이용하여 1차원 스펙트럼으로 만든다.

4.3. 협대역 필터를 이용한 분광측광 영상관측 자료처리

4.3.1. 관측 자료처리

분광측광 영상의 자료 처리는 기본적으로 *UBVRI* 광대역 영상 처리과정과 같다.

4.3.2. 표준화 및 순 이온의 방출선 영상

$H\alpha$ 를 비롯한 협대역 필터의 분광 측광 영상에 대한 표준화 방법은 분광 표준성을 이용하는 방법이 일반적이다. 관측계 (망원경 + CCD + 필터)의 감도 (system sensitivity), $S_{H\alpha}$ 는,

$$S_{H\alpha} = \frac{F_{H\alpha}T}{F_{obs}10^{0.4kx}}, \quad (13)$$

$F_{H\alpha}$ 는 겉보기 $H\alpha$ 밝기 (intrinsic $H\alpha$ flux; $\text{ergs cm}^{-2} \text{sec}^{-1}$), T 는 적색 편이 및 온도 효과가 보정된 필터 투과 (filter transmission), 그리고 F_{obs} 는 관측된 세기 (measured count rate/sec), x 는 유효 투과대기량 (effective airmass), k 는 $H\alpha$ 의 흡수계수이다. 여러 개의 분광 표준성을 관측하여 평균 감도, $\langle S_{H\alpha} \rangle$ 를 구하여 은하의 겉보기 $H\alpha$ 밝기, $F_{H\alpha}$ 를 구한다.

위 식은,

$$m = m_{obs} - kx + C - m_{zero}, \quad (14)$$

로 쓸 수 있다. 여기서 $m = -2.5\log(F_{H\alpha})$, $m = -2.5\log(F_{obs})$, 표준화 계수 $C = -2.5\log(S_{H\alpha}/T)$, 그리고 m_{zero} 는 필터의 영점밝기 (zero-point flux)로 진동수 단위로는 48.568등급 ($F_{\nu} = 3.637 \times 10^{20} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$), 파장 단위로는 23.582등급 ($F_{\lambda} = 3.691 \times 10^{-10} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$)이다 (Bessell & Brett 1988). 여러 표준성의 관측으로부터 C 의 평균값을 구하여 위 식에 적용한다. 이때 m 은 분광 표준성으로부터 내삽에 의하여 각 필터의 등급을 구한다.

5. 분광관측자료 분석

5.1. 흡수선의 후처리 과정

후처리 과정은 관측자료 분석의 전단계로서 관측 목적에 따라 여러 가지 처리과정을 거치게 된다. 이 논문에서는 대표적인 경우에 대하여 논의 하기로 한다.

5.1.1. 지구 대기에 의한 흡수선 보정

6500Å보다 긴 파장에 대한 스펙트럼은 지구 대기의 O_2 와 H_2O , 또는 CO 에 의한 흡수가 일어난다. 이를 제거하기 위하여 지구 대기 흡수 표준성 (telluric absorption standard stars; TSS)을 관측하게 된다. TSS는 일반적으로 금속 함량이 매우 낮은 K형 거성이나 백색왜성과 같이 $Ca II$ triplet $\lambda\lambda 8498, 8542, \& 8662$ 를 제외하고 흡수선이 거의 없는 별을 선택하여 관측한다. 한편 *JHK* 영역의 분광관측인 경우에 근적외선 영역에서 흡수선이 나타나지 않는 금속함량이 낮은 O형 별을 TSS로 선택한다.

관측된 TSS의 일차원 스펙트럼에서 연속선의 세기가 1이 되도록 규격화한다. 이 과정은 연속선을 결정하여 규격화하는 과정으로 다음 절에서 설명할 것이다. 규격화된 스펙트럼에서 TSS가 고유하게 갖고 있었던 흡수선을 없애 지구 대기 흡수 보정 스펙트럼을 완성한다. 지구 대기 흡수 보정 스펙트럼으로 천체의 스펙트럼을 나누면 된다.

5.1.2. 흡수선 스펙트럼의 연속선 결정과 규격화 (normalization)

스펙트럼에서 흡수선으로부터 흡수선의 폭을 구하거나 시선속도를 구하기 위하여 스펙트럼의 연속선을 결정하고 규격화 할 필요가 있다. 연속선 결정과 규격화는 ONEDSPEC 꾸러미의 continuum 작업자를 이용한다. 이 과정은 그래프 창에서 직접 각종 파라미터를 수정, 실행시킬 수 있다. 분자 밴드와 같이 흡수선이 연속되는 경우와 연속선이 어느 부분인지 잘 모르는 경우를 함수 맞추기 (fitting) 샘플에서 제외시킬 수 있다. 샘플 구간을 가능하면 낮은 차수로 잘 맞출 수 있는 차수를 선택하는 것이 바람직하다.

5.1.3. 스펙트럼선의 세기 측정

흡수선과 방출선의 세기 측정을 위한 작업자로 IRAF에는 TWODSPEC과 ONEDSPEC에 splot 작업자가 있다. 이 작업자 역시 그래프 창 위에서 작업할 수 있다. 이 작업자는 방출선 혹은 흡수선의 윤곽을 가우스 함수에 맞추어 등가폭 (equivalence width)과 중심파장, 중심 깊이 (밝기)를 구한다. splot 작업자에 선의 윤곽을 가우스 함수에 맞추는 방법이 두 가지 있다. 첫째 방법은 중심의 깊이와 선

의 윤곽, 즉 FWHM을 구하여 가우스 함수에 맞추는 방법 ('h'키 이용)이고, 둘째 방법은 흡수선 양쪽에 있는 연속선 구간을 정해주면 연속선과 흡수선을 이용하여 최소자승법으로 가우스 함수를 구하는 방법 ('k'키 이용)이 있다. 중심의 깊이와 선의 윤곽으로 가우스 함수에 맞추는 방법은 중심 깊이의 신뢰성, 윤곽선의 오차등을 감안해야 하기 때문에 아주 강하고 뚜렷한 선의 경우를 제외하고는 사용에 주의하여야 한다.

만약 여러 선들이 중첩되어 있는 경우에는 가우스 함수의 합성으로 구할 수 있으나 IRAF 내에서는 한계가 있다. 특히 흡수선이 비대칭인 경우에는 이 방법으로 구할 수 없다.

5.1.4. 시선 속도 측정

흡수선의 윤곽을 가우스 함수에 맞추어 등가폭과 중심파장을 구할 수 있기 때문에 스펙트럼 선의 파장 편이 $\Delta\lambda$ 를 구할 수 있다. `splot` 작업자에서는 단위 파라미터를 변경하면 파장편이 대신에 시선속도를 직접 구할 수 있다. 흡수선의 파장이 스펙트럼 영상에 따라 구조적으로 달라지는 것을 시험하는 방법은 밤하늘 방출선을 이용한 상대속도를 측정해 보면 된다. 시선속도가 충분히 크거나, 흡수선이 뚜렷한 경우에는 위와 같은 방법으로 중심파장을 측정하는 방법이 있지만 식쌍성에서처럼 한 별이 너무 어두워 약하게 나타나거나, 타원은하와 같이 약한 흡수선을 가지고 시선속도를 분석하는 경우에는 같은 분광형을 갖는 시선속도 표준성 관측으로부터 cross-correlation function (CCFs)를 이용하여 두 별의 시선속도를 분리해 낼 수 있다 (예: Graham et al. 1998, Poper 2000).

5.2. 방출선의 후처리 과정

방출선의 후처리 과정은 흡수선에 비하여 간단하다. 방출선의 플럭스는 흡수선과 마찬가지로 윤곽 혹은 최소자승법으로 가우스 함수, 혹은 다른 종류의 함수에 맞추어 구한다. 가우스 함수의 경우에 `splot` 작업자를 이용할 수 있다. 방출선에서의 시선속도는 흡수선에서와 마찬가지로 가우스 함수에 맞추어 중심파장을 구함으로써 시선속도를 구한다. 다만 선의 윤곽이 비대칭인 경우에는 물리적 특성에 따라 중심파장을 구한다.

5.3. 태양중심 시선속도 변환

관측된 시선속도는 태양중심 시선속도 (Heliocentric radial velocity)로 보정해야 한다. 태양중심 시선속도는 IRAF에서 NOAO\$RV 꾸러미의 `rvcorrect` 작업자를 이용하여 구할 수 있다. 데이터의 양이 많은 경우에는 IRAF

스크립트를 이용하여 작업하는 것이 편리하다. 특히 고분산 분광관측의 경우 지구자전 운동도 고려해야 한다. 멀리 떨어진 은하의 경우에는 태양의 운동과 우리은하의 운동 따위를 고려해야 한다 (Yahil et al. 1977, 성언창 1999).

5.4. 성간 소광 보정

은하와 같이 별로 이루어진 항성계에 대한 중측 합성에 사용되는 SEDs (spectral energy distributions)나 H II 영역 및 행성상 성운과 같은 방출선 천체의 물리 분석과 같이 넓은 파장 영역 스펙트럼의 플럭스를 사용하는 경우에는 성간 흡수 및 적색화 보정이 필수적이다.

성간 소광 보정을 두 가지의 경우로 생각할 수 있다. 첫째는 H II 영역이나 행성상 성운 처럼 방출선의 세기를 $H\beta$ 선의 상대적인 비로 나타내는 경우이다. 이 방법은 화학 조성 분석이나 물리적 특성을 분석하는 경우에 많이 사용한다. 방출선의 경우 성간 소광은 성간 적색화 (interstellar reddening)로 나타나는데, 전통적으로 성간 적색화는 수소 발머선의 세기의 변화인 발머선 강하 (Balmer decrements)를 이용하여 소광계수를 구한다. 즉,

$$\log(F_{corr}(\lambda)) = \log(F_{obs}(\lambda)) + C(H\beta)f(\lambda), \quad (15)$$

여기서 $F_{corr}(\lambda)$ 와 $F_{obs}(\lambda)$ 는 각각 적색화가 보정된 방출선의 플럭스와 관측된 플럭스이다. $C(H\beta)$ 는 $H\beta$ 로 규격화된 성간 소광계수로 관측된 발머선의 강하와 이론적인 계산으로부터 구한 성간 적색화 계수이며, $f(\lambda)$ 는 적색화 함수이다 (예: Sung et al. 1996).

둘째는 스펙트럼 에너지 분포 (SEDs, Spectral Energy Distributions)와 같이 흡수선과 방출선을 포함한 넓은 파장 영역의 연속선 스펙트럼의 경우이다. 이 경우에는 Scheffler & Elsaesser (1988)의 파장에 따른 성간 소광을 적용하여야 한다. Scheffler & Elsaesser는 우리은하의 성간 소광 법칙을 제시한 것으로 외부 은하 연구에서는 자체 소광도 고려해야 한다. 은하 자체의 소광은 구하기가 쉽지 않다. 일반적으로 나선은하의 경우 은하 자체소광은 Tully & Fouque (Patterson 1995)을 많이 적용한다. 왜소은하의 경우에는 성간소광을 알 수 없어 성간 소광을 적용하지 않는다 (성언창 1999).

성간 소광과 함께 적색편이가 큰 은하는 적색편이에 의한 적색화를 보정해야 한다. 일반적으로 아주 멀리 않아 상대적으로 다루지 않아도 되는 은하인 경우에는 Mackie (1989)의 적색편이를 적용할 수 있다.

5.5. 분광 관측에서의 오차 추정

관측 자료의 오차를 추정하는 일은 매우 중요하다. 그런데 분광관측에서 오차를 추정하는 것은 쉽지 않다. 측광 관측

의 오차에 대하여 Henden & Kaitcheck (1982)와 Howell (1992)에 잘 설명되어 있다.

스펙트럼선의 플럭스를 측정하는 경우 오차는 읽기잡음 (read-out noise), 바닥퍼기 오차, 암잡음등의 CCD 관측자료를 처리하는 과정의 오차와 하늘의 밝기 오차, 광자의 random오차 등이 포함된 신호 대 잡음비, S/N (singal-to-noise ratio)에 비례한다. S/N 은 데이터의 표준편차의 역수, 즉 $1/\sigma$ 가 된다. S/N 은,

$$\frac{S}{N} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{pix}(1 + n_{pix}/n_B)(N_S + N_D + N_R^2 + G^2\sigma_f^2)}} \quad (16)$$

으로 나타낼 수 있다. 여기서 N_* 은 스펙트럼 선의 총 세기 (count, electrons) 이고, n_{pix} 픽셀의 개수, N_S 는 측광의 경우 하늘의 밝기 (electrons/pixel)이나 분광에서는 연속선의 밝기이며, N_D 는 암 잡음의 세기 (electrons/pixel), N_R 은 읽기 잡음 (electrons/pixel), n_B 는 배경, 즉 연속선을 정하기 위하여 사용한 총 픽셀 수이며, G 는 CCD의 이득 (gain, electrons/adu), σ_f^2 은 디지털화의 잡음의 변화이다.

이 식에서 $1+n_{pix}/n_B$ 가 연속선을 정하는데 나타나는 오차로 넓은 파장 영역 (즉 많은 픽셀 수)에서 정하면 오차가 줄어든다. 강한 스펙트럼선의 경우에는 N 이 커지게 되므로 $S/N \sim \sqrt{N_*}$ 이 되어 포아송 통계 법칙 (the rules of Poisson statistics)에 따르게 된다. 실제 스펙트럼 선의 플럭스에 대한 오차의 추정에서 위와 같은 S/N 오차를 제외하고, 관측 자료로부터 플럭스를 구할 때 가우스 함수 따위에 맞추어 계산하는 경우에 발생하는 계통적인 오차 (systematic error)가 존재할 수 있다.

시선속도 오차의 경우에는 좀 더 복잡하다. 시선속도는 중심파장을 구하는 것이기 때문에 함수 맞추기의 계통적인 오차가 발생할 수 있고, 스펙트럼선의 세기에 따라 발생하는 오차, 즉 S/N 에 따른 오차를 생각할 수 있다. 한편 시선속도의 경우 자료처리 과정에서 발생하는 계통적 오차가 매우 크다. 자료처리 과정에서의 계통적 오차를 추정하기 위하여 밤하늘의 방출선을 이용할 수 있다.

긴 슬릿 관측에서 밤하늘의 방출선은 슬릿 방향으로 길게 나타난다. 파장을 미리 알고 있고 여러 세기를 갖는, 즉 S/N 이 다른 밤하늘 방출선을 여러개 선택한 다음 이 방출선의 중심 파장을 슬릿 방향에 따라 측정한다. 만약 슬릿 방향에 따라 N 개의 시선속도를 측정하였다면, 오차 Σ 는,

$$\Sigma^2 = \frac{\sum(\lambda_m - \lambda_o)^2}{N - 1}, \quad (17)$$

여기서 λ_o 는 밤하늘 방출선의 원래 파장이고, λ_m 은 관측된 파장이다. 이와같은 방법으로 여러 S/N 에 대한 시선속도 추정의 계통적인 오차를 구할 수 있다. 시선속도 결정의 오차는 이와 같은 계통적 오차와 함수 맞추기에 의한 계

통적인 오차의 합으로 나타난다.

2000년 6월 보현산천문대 중분산 분광기를 이용하여 1200lines/mm 격자를 써서 H_α 근처에 대한 분광 관측 자료에서 $[O I]\lambda 6300.8\text{\AA}$ 의 강한 방출선을 이용하여 구한 시선속도의 계통적인 오차는 약 8.8km/sec로 나타났으며, 중심파장의 변위는 약 30km/sec였다. 한편 1996년 9월, MSSSO의 74"의 카세그레인 분광기의 경우 1200lines/mm 격자를 이용한 분광관측에서 픽셀 분해능이 0.24 \AA /pixel이었다. 이 분광기를 이용한 $[O I]\lambda 6363.8\text{\AA}$ 을 이용하여 측정한 속도에 있어서 계통오차는 5.0km/sec, 그리고 중심파장의 변위는 1km/sec이하로 측정되었다. 따라서 MSSSO의 분광기와 비교할 때 보현산천문대의 파장 범위가 5배나 되는 점을 감안하더라도 중심 파장의 변위는 MSSSO 카세그레인 분광기보다 5배나 크다. 그러므로 보현산천문대의 분광기를 이용하여 시선속도를 관측할 때에는 파장 동정에 특히 유의해야 한다. 비교광원만을 쓰는 것보다 밤하늘 방출선 등으로 검증하는 것이 좋다. 이 분광기를 이용하여 오차를 측정결과 강한 방출선의 경우 약 9km/sec의 오차로 시선속도를 측정할 수 있었다.

6. 긴 슬릿 분광관측 및 영상 분광측광의 주요 연구 분야

긴 슬릿 분광관측의 주요 연구 분야는 관측의 특성 때문에 은하와 같이 각 크기를 갖는 넓은 천체에 대한 0.5 ~ 10 \AA /pixel의 중/저분산 분광관측에 이용되고 있다. 긴 슬릿을 이용한 연구로는 방출선 은하의 분류 및 물리적 특성 연구, 행성상 성운 및 H II 영역의 물리적 특성 및 화학 조성 연구, 별탄생 은하의 물리적 특성 연구, 원시 헬륨의 연구, 방출선 은하의 가스 역학, 은하의 회전 속도 곡선 및 속도 분산 관측 연구, 변광성의 시선속도 곡선 연구, 은하의 종족 합성 연구 등이 있다. 이 논문에서는 연구결과를 자세하게 소개하지는 않고 기술적인 면을 중점적으로 소개한다.

6.1. 방출선 은하의 물리

방출선 은하의 물리 연구를 위하여 일반적으로 스펙트럼을 이용하여 $\lambda\lambda 3700 \sim 7000\text{\AA}$ 영역을 관측하여 $[O II]\lambda 3727\text{\AA}$, $[O III]\lambda\lambda 4959, 5007\text{\AA}$, $[N II]\lambda\lambda 6548, 6584\text{\AA}$, $[S II]\lambda\lambda 6717, 6731\text{\AA}$ 과 수소의 발머 방출선을 관측한다.

그림 10은 방출선 은하인 청색왜소은하 ESO 105-IG11의 저분산 스펙트럼을 보인 것이다. 이 은하 중심부에서 별이 폭발적으로 탄생하고 있어 전형적인 H II 영역의 스펙트럼이 나타나고 있다.

그림 11은 방출선이 나타나는 은하의 물리적 특성을 분류하는 연구의 예를 보인 것이다 (성언창 1999). 방출선

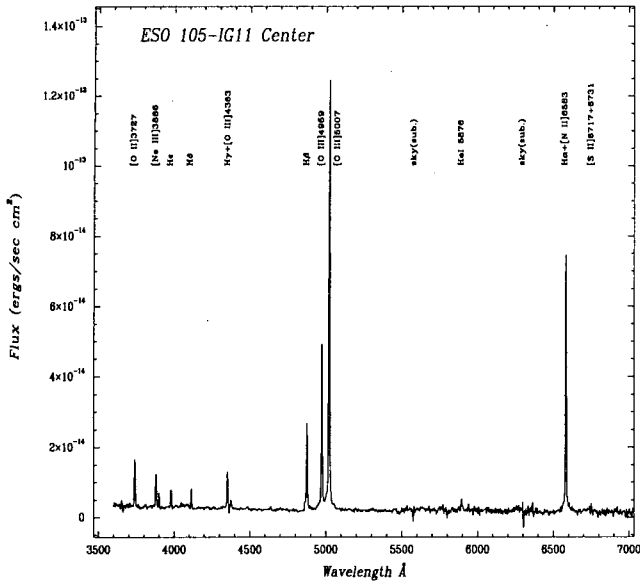


그림 10.—청색왜소은하 ESO 105-IG11의 스펙트럼. MSSSO의 74" 망원경에 부착한 카세그레인 분광기와 300lines/mm 격자를 이용한 저분산 스펙트럼이다. 좁고 강한 이온과 수소의 발머 방출선이 나타나고 있다. 활동적으로 별이 탄생하고 있는 왜소은하이다.

은하의 분류는 방출선의 기원에 따라 H II 영역과 마찬가지로 별탄생 영역에서 중심에 있는 온도가 높은 별에 의하여 주위 가스가 이온화되어 이온의 방출선이 발생하는 광이온화(photoionization)에 의한 물리적 특징을 보이는 H II형 은하, 광이온화 보다는 쇼크에 의하여 가열되는 고온의 시퍼트 2형 은하(Seyfert 2), 쇼크에 의하여 가열되는 저온의 LINERS 은하 등으로 분류된다. H II 형 은하의 예로 청색왜소은하, H II 은하, 일반적인 별탄생 은하 등을 들 수 있다.

6.2. 행성상 성운 및 H II 영역의 물리

행성상 성운과 H II 영역의 물리는 방출선 은하의 물리에서처럼 저분산 스펙트럼을 사용하나, 밝은 행성상 성운은 에셀 분광기를 이용하여 고분산 스펙트럼을 관측한다. 외부은하의 경우 고분산 보다는 중분산 분광기를 이용하는 것이 일반적이다. 예전에는 방출선 은하의 물리적 특성 연구에서처럼 300lines/mm, 혹은 150lines/mm 격자를 썼으나, 요즘은 중분산 분광기에 600lines/mm나 1200 lines/mm의 격자를 사용하기도 한다.

분광 관측으로부터 H II 영역과 같은 방출선 천체의 모델을 설명하기도 하고, 화학 조성을 구하기도 한다. 특히 1970년대부터 1990년대까지 이 방법을 이용하여 외부은하의 화학조성과 원시헬륨 측정에 많은 연구가 이루어졌다

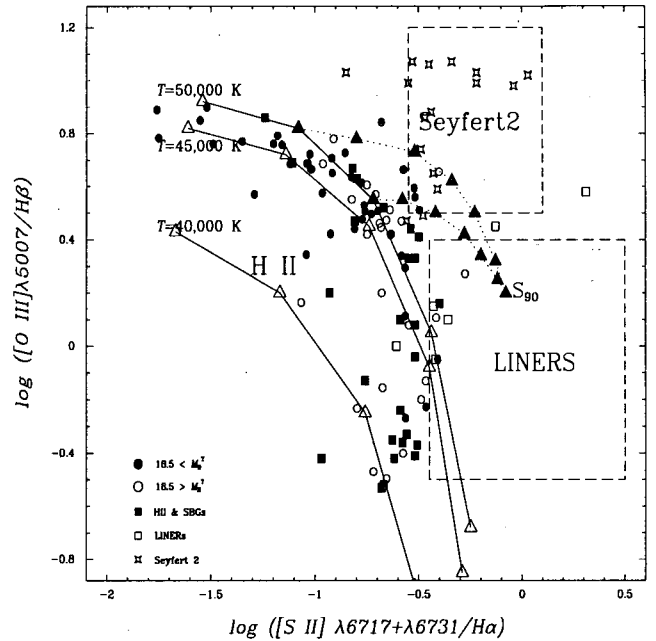


그림 11.—[O III]/H β vs [S II]/H α 진단도 (diagnostic diagram) 상에 나타난 방출선 은하. 방출선은하의 특징에 따라 진단도 위 일정한 곳에 위치한다. Seyfert은하와 LINERS은하, 그리고 H II 은하의 구역은 Veilleux & Osterbrock (1987)에 의한 것이고, 실선과 점선은 Martin (1997)의 모델 계산에 따른 것이다. 이 그림은 성연창 (1999)의 연구 결과를 보인 것이다.

(예: Campbell, Terlevich, & Melnick 1986, Dinerstein 1990, Sung et al. 1996, Kobulnicky, Kennicutt, & Pizagno 1999.)

6.3. 방출선 가스의 역학 (gas kinematics)

방출선은 이온화된 가스로부터 발생되기 때문에 이온화된 가스를 연구하는데에 적합하다. 따라서 긴 슬릿 분광 관측으로부터 속도장을 구할 수 있어 H II 영역이나 행성상 성운 혹은 별탄생은하, 활동은하핵 (AGNs, active galactic nuclei) 따위의 가스 역학을 연구하기에 적합하다. 중분산 분광기와 긴 슬릿을 이용한 가스의 역학 연구에 1200lines/mm나 1600lines/mm의 격자를 써 20 ~ 40Å/mm (0.3 ~ 1.0Å/pixel) 분산에서 관측을 수행한다. 이 분산에서 강한 H α 나 [O III]λ5007Å 방출선을 이용하면 5 ~ 10km/sec의 오차로 시선속도를 측정할 수 있다.

이러한 연구의 예로는 Meurer et al. (1992), Sung & Chun (1996), Marlowe et al. (1997), Tomita et al. (1998), 성연창 (1999) 등이 있다. 한편 H α 방출선을 Fabry-Perot 간섭계를 이용하여 관측한 은하의 이온화된

가스의 운동을 연구한 예는 Ostlin (1998)의 연구가 있다. 그림 12는 이온화된 가스의 역학적 연구의 예를 보인 것이다.

6.4. 은하의 역학 (kinematics)

긴 슬릿 분광관측을 이용하여 은하의 역학을 연구하는 경우는 방출선을 관측하는 경우와 흡수선을 관측하는 경우로 나눌 수 있다. 일반적으로 방출선은 흡수선 보다 관측이 쉽다는 특성을 갖고 있어 아주 먼 거리에 있는 은하의 회전속도를 잴 수 있다는 장점이 있다.

방출선을 이용하여 은하의 역학을 연구하는 경우는 이온화된 가스로부터 방출되는 방출선의 시선속도를 관측하게 되어 시선속도에 은하의 운동과 이온화된 가스의 운동이 포함된다. 따라서 가스의 운동과 은하의 자체의 운동을 분리하는 것이 중요하다. 시선속도를 측정하기 위한 방출선으로 $H\alpha$ 와 $[O III]\lambda 5007\text{\AA}$, 그리고 $[S III]\lambda 9069\text{\AA}$ 을 많이 쓴다. 일반적으로 강하고 파장이 길어 속도 분해능이 좋기 때문에 $H\alpha$ 를 많이 쓴다. 한편 방출선에 의한 은하의 역학 연구가 이온화된 가스 영역의 운동만을 반영하기 때문에 은하의 역학적 질량이나 질량 모델을 세우기 위해서 H I 관측이 필요하다 (Meurer et al. 1996, Kobulnicky et al. 1995).

이러한 한계에도 불구하고 긴 슬릿 분광관측은 원반 은하나 별탄생은하, 병합이 이루어지고 있는 은하 따위에 좋은 공간 분해능을 갖는다는 장점이 있다 (예: 성연창 1999, Sung 2000). 아주 멀리 있는 나선 은하의 경우에 긴 슬릿에 의한 회전속도 곡선 관측이 이루어지고 있다 (예: DEEP project <http://www.ucholick.org/deep/>의 일련의 연구). 긴 슬릿에 의한 나선은하의 회전 속도 연구는 그동안 매우 많은 연구가 이루어 졌다 (예: Beltran 1999). 그림 13은 은하의 역학 연구의 예로 청색왜소은하 ESO 495-G21의 반대 방향으로 회전하는 두 핵의 운동에 대한 연구를 보인 것이다.

타원 은하처럼 가스가 거의 없는 은하의 역학이나 나선은하의 별지, 또는 구상성단과 같은 항성계 (stellar system)의 역학 연구에 긴 슬릿 분광관측이 이용되어 왔다 (예 : Dressler 1984, Kormendy & McClure 1993, Nelson & Whittle 1995, Graham et al. 1998). 은하의 표면 밝기가 어둡고 흡수선의 특수성 때문에 높은 분해능의 관측이 어렵다. 그러나 충분한 분해능이 확보되어야 정밀한 시선 속도와 속도분산을 얻을 수 있기 때문에 2~4m급 망원경의 경우 1200lines/mm 격자를 사용하여 1~3 시간 정도 노출하는 것이 일반적이다. 이때 관측 가능한 은하의 표면광도는 24mag arcsec^{-2} 정도이다.

긴 슬릿 관측에 의하여 은하의 중심으로부터 바깥까지 항성계의 합성된 스펙트럼이 관측되면 함께 관측한 합성된

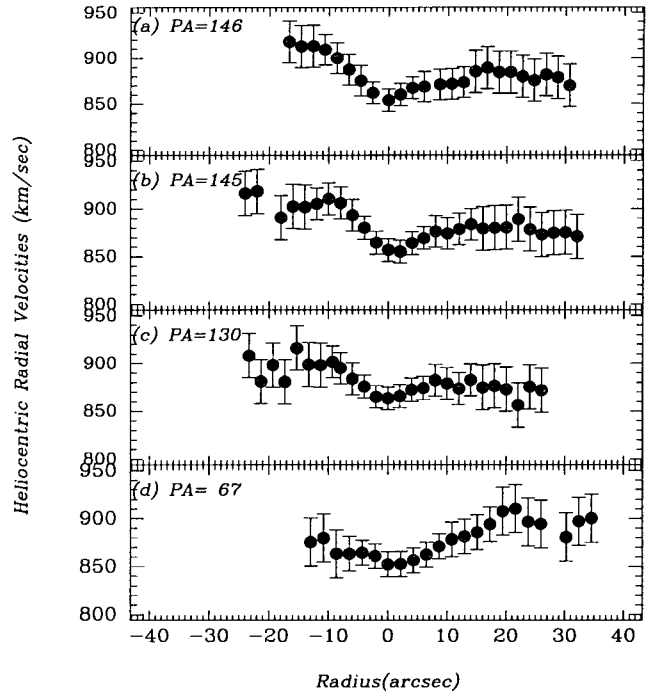


그림 12.—ESO 105-IG11의 슬릿의 방향각에 따른 속도곡선. 이 $H\alpha$ 속도장으로부터 은하 중심으로부터 팽창하는 크기 1kpc에 이르는 초대형 가스 쉘의 존재가 추정 되었다 (Sung & Chun 1996, 성연창 1999).

색과 같은 속도분산 표본성의 스펙트럼을 이용하여 cross correlation 방법 등에 의하여 속도 분산과 시선속도를 구하게 된다. 이때 많이 사용하는 흡수선으로는 $Ca II\lambda\lambda 8498, 8542 \& 8662\text{\AA}$ 과 $Mg I b, \lambda\lambda 5183.6, 5172.7, \& 5167.3\text{\AA}$, $Fe \lambda\lambda 5270, 5335\text{\AA}$, 그리고 $Ca II H\&K (\sim 4000\text{\AA}$ 근처), G-band ($\sim 4300\text{\AA}$ 근처), Na D ($\sim 5900\text{\AA}$) 등이 있다.

특히 Ca II의 8500 \AA 근처의 세가닥 (triplet) 흡수선은 5000 \AA 성간소광의 30%로 성간 소광이 적기 때문에 먼지가 많은 별탄생 은하나 나선은하 중심부의 별의 역학 연구에 많이 쓰인다. 그러나 이 영역에서 밤하늘의 방출선이 매우 많고 밝기 때문에 관측 및 자료처리 과정을 매우 신중하게 거쳐야 한다. 한편 근적외선 영역 2.4 μm 의 CO 밴드를 이용한 항성계의 역학 연구도 같은 방법으로 관측하는데 주로 병합 은하의 별의 역학 연구등에 이용된다 (Shier & Fischer 1998).

6.5. 은하의 중족 합성

멀리 있는 은하, 특히 타원은하나 왜소은하, 또는 별탄생 은하의 경우에는 별이 잘 분해되지 않기 때문에 합성 스펙트럼을 관측하여 여러 종류의 별의 스펙트럼을 합성하여 관측된 스펙트럼과 비교함으로써 은하의 중족을 구하는 방법을 쓴다. 이러한 목적으로 사용하는 스펙트럼은

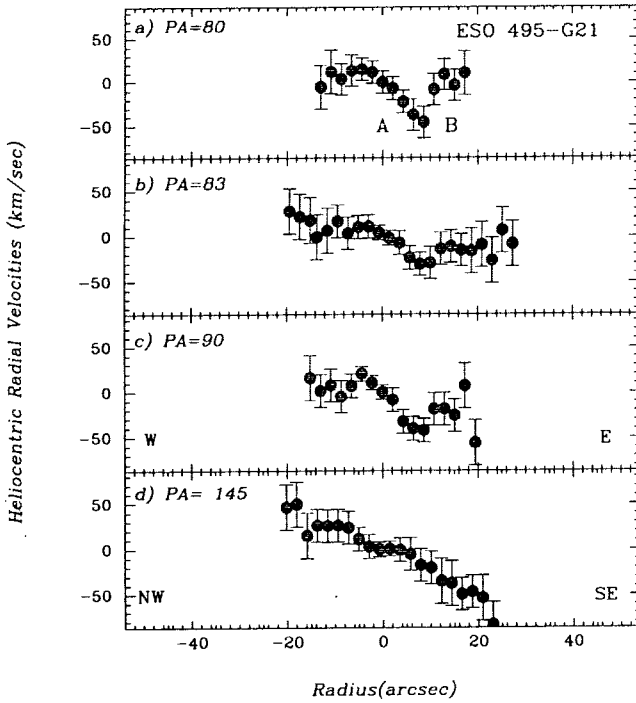


그림 13.—청색왜소은하 ESO 495-G21의 슬릿의 방향각에 따른 속도곡선. 이 $H\alpha$ 속도장으로부터 은하 중심에 있는 두 개의 핵은 서로 반대방향으로 회전함을 나타내고 있다 (성연창 1999).

저분산 ($120\text{\AA}/\text{mm}\sim 250\text{\AA}/\text{mm}$, $3\text{\AA}/\text{pixel}\sim 10\text{\AA}/\text{pixel}$)으로, 가능하면 넓은 파장 영역이 포함되도록 한다. 이러한 연구의 예는 Bica (1988), Gregg (1989), Houdashelt (1996), Turner (1999) 등이 있다.

긴 슬릿 분광관측을 이용하여 은하의 중축을 분석하는 또 한가지 방법은 특정 이온의 흡수선의 세기를 비교하는 것이다. 특히 타원은하의 경우 K-형 거성이 은하 스펙트럼의 대부분을 구성하기 때문에 K-형 거성의 연구가 중요하다 (Faber et al. 1985). 이러한 연구 목적에 많이 이용하는 흡수선은 CH 분자의 G-band $\lambda 4300\text{\AA}$, Mg b $\lambda 5117\text{\AA}$, Fe $\lambda 5270\text{\AA}$, Fe $\lambda 5335\text{\AA}$, Na D $\lambda 5895\text{\AA}$, $H\beta$ 흡수선과 분자의 흡수 밴드인 CN 분자의 $\lambda\lambda 4144 - 4177.75\text{\AA}$, MgH 분자의 $Mg_1 \lambda\lambda 5071 - 5134.75\text{\AA}$, MgH+Mg b 분자의 $Mg_2 \lambda\lambda 5156 - 5197\text{\AA}$, TiO 분자의 $TiO_1 \lambda\lambda 5939 - 5995.25\text{\AA}$ 와 $TiO_2 \lambda\lambda 6192 - 6173.25\text{\AA}$ 등이다. 이와 같이 흡수선 세기의 계수 (index)를 이용하여 은하의 중축을 분석한 연구의 예는 Davies, Sadler, & Peletier (1993), Worthey et al. (1992), Gorgas et al. (1997) 등이 있다.

6.6. 영상 분광측광

협대역 필터를 이용한 영상 분광측광의 연구분야는 우선 형태학적 연구를 들 수 있다. 즉 천체에 대하여 특정 이온이나 분자로부터 방출되거나 흡수되는 절대 플럭스의 분포를 영상으로 알아낼 수 있으므로 천체의 물리화학적 세밀한 구조를 알 수 있을 뿐만 아니라, 천체에 속한 구성원, 혹은 이온이나 분자의 분포를 알 수 있다. 특히 은하에 대한 $H\alpha$ 분광측광 영상으로부터 H II 영역의 분포를 알 수 있으며, 별 탄생률 (starforming rate)의 분포를 알 수 있어 은하의 진화를 연구할 수 있다 (예: Ryder 1993).

한편 혜성이나 행성상 성운, 혹은 H II 영역에 대하여 여러 필터를 이용하여 이온과 분자의 방출선을 관측하면 이온화된 가스의 공간 분포를 알 수 있고, 물리적 특성을 잘 알 수 있다 (예: 성연창 등 2000). 흡수선의 연구에는 별이 가려지거나 분해가 안되는 청색왜소은하의 별탄생 영역의 중축 연구에 근적외선 영역의 CO 흡수선을 관측하는 협대역 필터를 이용한 분광측광 연구로부터 초거성의 분포를 알 수 있다 (예: 성연창, in preparation).

7. 결론

이 논문에서 긴 슬릿을 이용한 먼천체의 분광관측과 협대역 간섭필터를 이용한 영상 분광측광에 대하여 논의하였다. 특히, 관측자 입장에서 분광관측의 개념을 이해하기 쉬운 긴 슬릿을 이용한 분광 관측의 개념과 관측, 관측 자료처리, 그리고 그 응용에 대하여 살펴봄으로써 우리에게 생소할 수 있는 분광학을 쉽게 이해할 수 있도록 노력하는데 중점을 두었다.

긴 슬릿 분광에 사용하는 분광기의 낮은 효율, 저분산이라는 문제를 갖고 있음에도 불구하고, 천체와 배경 하늘을 동시에 관측할 수 있다는 점, 각크기를 갖는 천체에 대한 좋은 공간 분해능을 관측할 수 있다는 점, 배경하늘을 동시에 관측할 수 있어 저분산 분광 관측을 수행하는 멀리 있는 천체의 관측에 적합하다는 점, 현재 항성 대기이론에서 예측하는 별의 스펙트럼 모델에 적합하다는 점, 조건에 따라 슬릿의 폭을 조절할 수 있다는 점과 같은 장점 때문에 아직도 많이 이용되고 있다. 특히 관측 기법 면에서 $3500\text{\AA}\sim 2.5\mu\text{m}$ 까지 가시영역과 근적외선 영역에서 관측에 큰 영향을 주는 밤하늘의 방출선을 제거하는데 효과적이다. 최근 10년동안 전통적인 광학 영역의 분광 관측에 이어 근적외선 영역의 긴 슬릿 분광이 시도되고 있다.

따라서 긴 슬릿 분광은 분광관측을 이용한 천체관측 연구는 에셀 고분산 분광기나 다천체 분광기, 미소 렌즈 영상 분광기 등 긴 슬릿 저분산 분광기의 단점을 보완한 여러 분광기들이 개발되어 분광관측에 활용되고 있는 현대에도 여전히 그 효용성이 유지되고 있다. 다만 전통적인 분광기 구조를 바꾸어 슬릿과 다천체용 마스크를 동시에 사

용할 수 있도록 설계하고, 가시 영역의 전과장을 관측할 수 있도록 빔 나누기 (beam splitter)를 이용하여 청색영역과 적색영역을 동시에 관측할 수 있게 하여 효율을 높인다든지, 회절 격자와 투과 격자 (그리즘)을 적절히 교체하여 사용할 수 있도록 하여 긴 슬릿 분광의 장점을 이어나가고 있다. 현재 보현산천문대의 1.8m용 중분산 분광기는 설계에 있어서 전통적인 방법 고수, 기계적 안정성의 확보, 단과장에서 효율, 관측 과정에서 편리성의 확보 등에서 만족스럽지 못하지만 변광성과 같은 점광원과 은하의 시선속도와 같은 긴 슬릿을 이용한 시선속도 측정에 제한적으로 사용할 수 있을 것으로 생각된다. 새롭게 개발되고 있는 보현산천문대 고분산 에셀 분광기 BOES가 과장에 있어서의 분해능을 확보하는 대신, 공간적 분해능을 잃게 되었으므로 BOES와 상호 보완적으로 사용할 공간적 분해능을 확보할 수 있는 새로운 형태의 긴 슬릿 분광기의 개발이 필요하다.

19세기 후반과 20세기 초에 전통적인 관측 천문학을 천체물리학으로 자리잡게 하였던 천체 분광학이 100년 만인 20세기 후반 21세기 초 보현산천문대의 중분산 분광기에 이어 고분산 분광기의 완성을 눈앞에 두게 되어 우리나라 관측천문학에 새로운 전기를 마련하는 계기가 되고 있다. 다소 늦었지만 그 동안 천체 분광학에서 쌓아 올렸던 경험들을 바탕으로 우리나라의 천체분광학을 열어 간다면 가까운 장래에 좋은 결실을 얻을 수 있을 것이다.

ACKNOWLEDGEMENTS

이 연구는 한국천문연구원 기관과유사업으로 수행되었습니다. 분광학에 입문하도록 도움을주신 연세대학교 천문석 교수님과 변용익 교수님, 그리고 MSSSO의 Prof. Ken Freeman께 감사를 드립니다. 분광기의 원리등 기술적인 부분은 MSSSO의 기술보고서를 일부 참고하였음을 밝힙니다.

참고문헌

성언창 1999, 박사학위논문, 연세대학교
 성언창, 김호일, 윤재혁, 2000, 소형망원경을 이용한 관측 프로그램 워크샵, in press
 Beltran, D. J. C. V. 1999, PhD Thesis, Universidad de La Laguna
 Bessell, M.S. & Brett, J. M. 1988, PASP, 100, 1134
 Bica, E. 1988, AA, 195, 76
 Bladwin, J. A. & Stone, R. P. S. 1984, MNRAS, 206, 241
 Campbell, A., Terlevich, R. J., & Melnick, J. 1986, PASP, 98, 1005
 Davies, R. L., Sadler, E. M., & Peletier, R. F. 1993, MNRAS, 262, 650

Dinerstain, H. L. 1990, The Interstellar Medium in Galaxies, ed. by H. A. Thronson, Jr. & Shall, J. M. (Kluwer Academic Publisher: Dordrecht), pp257-286
 Dressler, A. 1984, ApJ 286, 97
 Faber, S. M., Friel, E. D., Burstein, D., & Gaskell, C. M. 1985, ApJS, 57, 711
 Filippenko, A. V. 1982, PASP, 94, 715
 Graham, A. W., Colless, M. M., Busarello, G., Zaggia, S., & Longo, G. 1998, AAS, 133, 325
 Gregg, M. 1989, ApJ, 337, 45
 Gorgas, J., Pedraz, S., Guzman R., Cardiel, N., & Gonzalez, J. J. 1997, ApJ, 481, L19
 Hamuy, M., Walker, A. R., Suntzeff, N. B., Gigoux, P., Heathcote, S. R., and Phillips, M. M. 1992, PASP, 104, 533
 Hamuy, M., Suntzeff, N. B., Heathcote, S. R., Walker, A. R., Gioux, P., and Phillips, M. M. 1994, PASP, 106, 566
 Henden, A. A., & Kaitcheck, R. H. 1982, Astronomical Photometry (VanNostrand Reinhold:New York), p60
 Houdashelt, M. L. 1996, PhD Thesis, The Ohio State University
 Howell, S. B. 1992, Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques, ASP Conference Series Vol. 23, Howell Steve B., ed., p105
 Jacoby, G. H., Quigley, R. J., & Africano, J. L. 1987, PASP, 99, 672
 Kitchin, C. R. 1995, Optical Astronomical Spectroscopy, (Institute of Physics Publishing: Bristol and Philadelphia), pp119-252.
 Kobulnicky, H. A., Dicky, J. M., Sargent, A. I., Hogg, D. E., & Conti, P. E. 1995, AJ, 110, 116
 Kobulnicky, H. A., Kennicutt, R. C. Jr, & Pizagno, J. L. 1999, ApJ, 514, 544
 Kormendy, J. & McClure, R. D. 1993, AJ, 105, 1793
 Mackie, G. H. 1989, PhD Thesis, The Australian National University
 Marlowe, A. T., Meurer, G. R., & Heckman, T. M. 1997, ApJS, 117, 25
 Martin, C. L. 1997, ApJ, 491, 561
 Massey, P., and Gronwall 1990, ApJ, 358, 344
 Massey, P., Strobel, K., Barnes, J. V., and Anderson, E. 1988, ApJ, 328, 315
 Massey, P., Valdes, F., & Barnes, J. 1992, A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF, IRAF group manuals
 Meurer, G. R., Carignan, C., Beaulieu, S. F., & Freeman, K. C. 1996, AJ, 111, 1551
 Meurer, G. R., Freeman, K. C., Dopita, M., & Cacciari, C. 1992, AJ, 103, 60
 Nelson, C. H., & Whittle, M. 1995, ApJS, 99, 67
 Oke, J. B. 1974, ApJS, 27, 21

- Oke, J. B. 1990, AJ, 99, 1621
Oke, J. B. & Gunn, J. E. 1983, ApJ, 266, 713
Ostlin, G. 1998, PhD Thesis, Uppsala University
Patterson, R. 1995, PhD Thesis, U. of Virginia
Pertrie, R. M. 1977, Astronomical Technique, Hiltner W. A., ed, (The University of Chicago Press:Chicago and London), p63
Pogge, R. W. 1992, Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques, ASP Conference Series Vol. 23, Howell Steve B., ed., p195
Poper, D. M. 2000, AJ, 119, 2391
Ryder, S. 1993, PhD Thesis, The Australian National University
Scheffler, H. & Elsaesser, H. 1988, Physics of the Galaxy and Interstellar Matter (Berlin:Springer-Verlag), p56
Shier, L. M., & Fischer, J. 1998, ApJ, 497, 163
Stone, R. P. S. & Baldwin, J. A. 1983, MNRAS, 204, 347
Sung, E.-C. 2000, PASP, 112, 121
Sung, E.-C., & Chun, M.-S. 1996, JKAS, 29, S87
Sung, E.-C., Chun, M. S., Park, J. H., & Moon, H. K. 1996, JA&SS, 13, 91
Tomita, A., Ota, K., Nakanishi, K., Tackbuchi, T. T., & Satto, M. 1998, AJ, 116, 131
Turner, A. M. 1998, PhD Thesis, The University of Arizona
Valdes, F. 1992a, Guide to the Slit Spectra Reduction Task DOSLIT, IRAF Group manuals
Valdes, F. 1992b, Guide to the Slit Spectra Reduction Task DOECSLIT, IRAF Group manuals
Veilleux, S., & Osterbrock D. E. 1987, ApJS, 63, 295
Wagner, R. M. 1992, Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques, ASP Conference Series Vol. 23, Howell Steve B., ed., p160
Worthey, G., Faber, S. M., & Gonzalez, J. J. 1992, ApJ, 398, 69
Yahil, A., Tammann, G. A., & Sandage, A. 1977, ApJ, 217, 903